SZKICE ASTRONOMICZNE.

F. Tisserand,

B. DYREKTOR OBSERWATORJUM PARYSKIEGO.

SZKICE ASTRONOMICZNE

z Annuaires du Bureau des Longitudes

ZEBRAŁ I PRZEŁOŻYŁ

M. H. Horwitz.

WARSZAWA
DRUK K. KOWALEWSKIEGO
Mazowiecka Nr. 8.

1901.

Дозволено Цензурою
Варшава, 16 Мая 1901 года.

.....wielkie prawa Przyrodzenia, wydobyte z głębokich i trudnych rachunków, w języku pospolitym do pojęcia wszystkich wyłożyć...

Jan Śniadecki.

...la marche de l'esprit humain a été embarrassée et incertaine; souvent, il n'est parvenu à la vraie cause des phénomènes, qu' après avoir épuisé les fausses hypothèses que son imagination lui a suggérées; et les vérités qu'il a découvertes, ont presque toujours été alliées à des erreurs que le temps et l'observation en ont séparées.

Laplace.

PRZEDMOWA.

Jedną z najbardziej powszechnych wad tak zwanych książek „popularnych” jest, że podają one przeważnie gołe wyniki badań naukowych, że nie wprowadzają czytelnika do warsztatu pracy naukowej, nie roztaczają przed nim żywego obrazu nauki wiecznie się rozwijającej i nigdy nie skończonej, lecz ostatecznemi tylko jej zdobyczami każą się zachwycać. Dogmatyczny taki wykład pozostawia wprawdzie w pamięci czytelnika garść faktów, ale umysłu prawdziwie nie kształci, do samodzielnego myślenia nie zaprawia.

Od wady tej „Szkice Astronomiczne” Tisseranda najzupełniej są wolne.

Dają one rozwój historyczny każdej z wyłożonych kwestji i obrazują jej stan obecny, wyraźnie zaznaczając pytania nierozstrzygnięte i te, nad któremi teraźniejsza Astronomja pracuje, dają w przekroju stan obecny główniejszych zagadnień. Widzimy jasno, że obok śmiałych a wielkich kroków naprzód, zdarzały się częstokroć potykania, że obok

bezsprzecznie pięknych i potężnych zdobyczy umysłu ludzkiego jest wiele jeszcze spraw niezupełnie wyświetlonych, lub zupełnie ciemnych. Tak np. cały szkic, poświęcony sprawie domniemanych planet przedmerkurowych, jest jedynie wykładem szeregu nieuwieńczonych dotychczas powodzeniem prób ku wytłumaczeniu narzucających się w obserwacji zjawisk. Ale prób tych bynajmniej za stracone dla nauki uważać nie należy, a ich przedstawienie jest pożyteczniejszym i bardziej pouczającym od apodyktycznego wykładu „ustalonych" w nauce postępów.

Luźno napozór ze sobą związane „Szkice" niniejsze stanowią przecie jedną organiczną całość. Przedstawiają one mianowicie wszystkie wybitniejsze i najbardziej charakterystyczne zagadnienia działu Astronomji, pospolicie zwanego Mechaniką Niebieską. Zadaniem jej jest wytłumaczenie ruchów wszystkich ciał niebieskich na podstawie jedynie newtonowskiego prawa powszechnego ciążenia.

Mechanika Niebieska, posługująca się ciągle t. zw. rachunkiem wyższym, w małej tylko swej części była dotychczas popularyzowana. Niejedna z kwestji, w książce tej wyłożonych, po raz pierwszy staje się dla szerszego ogółu przystępną.

A Tisserand posiadał szczególną kompetencję do podjęcia takiej popularyzacji. Autor czteroto-

mowego „Traité de Mécanique céleste" [1]), dzieła epokowego, jedynego w XIX-ym stuleciu, dzieła, które opinja naukowa stawia obok traktatu Laplace'a; pracownik nadto oryginalny i płodny w tej dziedzinie, — mógł lepiej niż ktokolwiek wybrać z gęstego lasu badań te, które całą naukę najdobitniej charakteryzują. Popularyzator świetny, iście po francusku przejrzysty i jasny, potrafił wyłożyć arcytrudne zagadnienia z talentem, przypominającym inne dzieło wielkiego Laplace'a, „Exposition du système du monde." To też czytanie niniejszych „Szkiców", pożyteczne dla zawodowych nawet astronomów, najzupełniej jest dostępne każdemu, kto zna początki Kosmografji.

Szkice te, nieobjęte dotychczas w oryginale wydaniem zbiorowym, umieszczone były w różnych tomach paryskiego „Annuaire du Bureau des Longitudes"; kilka z nich przedrukowano w Dodatku do elementarnego podręcznika Andoyera [2]).

W przekładzie trzymaliśmy się ściśle tekstu autora, gdzieniegdzie drobne tylko dodając uwagi w odsyłaczach.

Tłumacz.

[1]) Paryż 1889—1896.

[2]) Tisserand et Andoyer. „Leçons de Cosmographie." Paryż 1895.

O zwichnięciach biegu ciał niebieskich. [1]

CZĘŚĆ PIERWSZA.

Kopernik, umieszczając nieruchome Słońce w środku układu planetarnego i rozkazując Ziemi, jako prostej planecie, krążyć dookoła niego, spowodował olbrzymi postęp w Astronomji.

Ruchy planet, jak proste tak wsteczne, objaśniały się teraz w sposób prosty i naturalny, i część kombinacji ruchów kolistych, któremi Ptolemeusz obciążył był Astronomję, znikała na zawsze; nadto teorja ruchu Ziemi pozwoliła określić stosunki odległości planet od Słońca, przedtym zupełnie nieznane. Nie doszedł wszakże Kopernik do poznania prawdziwej natury orbit, zakreślanych przez planety w ich biegu dookoła Słońca, i, aby uwzględnić nieprawidłowości tych ruchów, zmuszony był pozostawić kilka kół ptolemeuszowskich.

Gienjusz Keplera dopiero odkrył prawa ruchów planetarnych. Wyzyskując cenny zbiór obserwacji Marsa, dokonanych przez Tycho-Brahego, Kepler okazał, że ze stanowiska założeń Ptolemeu-

---

[1] Z Annuaire du Bureau des Longitudes na r. 1885-y

sza obserwacje te zawierały błędy do 8 minut sześciodziesiętnych, błędy zupełnie niedopuszczalne.

Po wielu bezowocnych usiłowaniach doszedł Kepler do wniosku, że Mars zakreśla elipsę, której jedno z ognisk zajęte jest przez Słońce, i że prawo ruchu jest takie, iż promień wodzący, poprowadzony od planety do Słońca, zamiata pola proporcjonalne do czasu; wyniki te rozciągnął on następnie na wszystkie planety. Wpadł nadto Kepler na pomysł porównania potęg wielkich osi elips planetarnych do potęg obiegów rocznych i znalazł, że kwadraty czasów tych ruchów mają się do siebie, jak sześciany wielkich osi.

Prawa Keplera przedstawiały z doskonałą wiernością wszystkie obserwacje Tycho-Brahego; odtąd stało się możliwym obliczanie z góry położeń planet; w tym celu wystarczy znać dla każdej z nich sześć ilości, zwanych *elementami* eliptycznemi. Należy określić naprzód położenie płaszczyzny elipsy w przestrzeni; obieramy tedy pewną płaszczyznę stałą; dajemy sobie przecięcie tej płaszczyzny z płaszczyzną elipsy oraz nachylenie wzajemne dwu tych płaszczyzn; oto dwa pierwsze elementy. Następnie trzeba określić położenie elipsy w swej płaszczyźnie, wyznaczyć kierunek jej wielkiej osi, co wprowadza trzeci element; wypada jeszcze oznaczyć kształt elipsy, powiedzieć, o ile różni się ona od koła—co daje czwarty element eliptyczny, mimośród. Dalej określamy rozmiary bezwzględne orbity, dając sobie jej oś wielką, a raczej połowę tej osi, czyli średnią odległość planety od Słońca. Skoro dodamy wreszcie czas przejścia planety przez

określony punkt jej orbity, dopełnimy ogółu sześciu elementów ruchu eliptycznego.

Dla sześciu planet, znanych za czasów Keplera, należało zatym określić ogółem 36 liczb; obserwacje dostarczyłyby ich wartości z dokładnością, coraz rosnącą; możnaby wówczas było za pomocą bardzo prostych rachunków określić ścisłe położenia planet dla czasów najbardziej odległych. Astronomja planetarna musiała się zdawać skończoną od jednego razu i opartą na niewzruszonych podstawach.

Gdy poznano krzywe, zakreślane przez planety, pozostawało odkrycie sił, zmuszających je do przebiegania tych orbit; ostatni ten krok zrobił Newton.

Stosując do ciał niebieskich prawa Mechaniki ziemskiej, której podstawy niedawno położone zostały przez Galileusza i Huygensa, Newton dowiódł że z praw Keplera wynika, iż słońce przyciąga każdą planetę proporcjonalnie do jej masy i w stosunku odwrotnym do kwadratu jej odległości; przez szereg indukcji wzniósł on się do zasady ciążenia powszechnego: *Dwie jakiekolwiek cząstki przyciągają się wzajem proporcjonalnie do swych mas i w stosunku odwrotnym do kwadratu swej odległości.*

Newton nadał zasadzie swej ogólność rozleglejszą, niż tego wymagały prawa Keplera; wypadało teraz z zasady tej wyprowadzić wnioski i sprawdzić je w szczegółowym badaniu układu świata. Pierwszym z tych wniosków było, że prawa Keplera nie mogą ściśle przedstawiać rzeczywistych ruchów planet.

Weźmy, w rzeczy samej, pod uwagę jedną z planet; ulega ona przyciąganiu ku Słońcu stosownie do prawa ciążenia. Newton dowiódł, że na skutek tej siły, musi ona zakreślać elipsę dookoła Słońca, jako ogniska, podczas gdy jej promień wodzący zamiatać będzie pola proporcjonalne do czasu; lecz planeta nasza podlega nie tylko przyciąganiu Słońca; jest ona przyciągana nadto przez wszystkie inne planety; pod wpływem tych zmieniających się z każdą chwilą sił ruch jej rzeczywisty nie będzie więc ruchem eliptycznym, lecz czymś z konieczności bardzo złożonym.

Trzeba tedy było zrzec się praw Keplera, wyjść jedynie z zasady ciążenia powszechnego i określić ściśle prawa ruchów planet, uwzględniając wszystkie działania wywierane na każdą. Widnokrąg ogromny a nieprzewidziany otwierał się przed Newtonem; uczynił on na nim kilka kroków, pozostawiając swym następcom pole płodne w budzące podziw odkrycia.

Jeśli pominiemy satelity i asteroidy, to badanie ruchów różnych ciał naszego układu planetarnego sprowadzi się do zagadnienia Mechaniki, którego sformułowanie jest wyraźne i proste.

Siedm punktów materjalnych o masach danych (Słońce i sześć planet) zajmuje w danej chwili wiadome położenia; posiadają one prędkości dane ze względu na wielkość i kierunek; punkty te przyciągają się wzajemnie siłami, działającemi stosownie do prawa ciążenia powszechnego; określić położenia, jakie zajmą te punkty w jakimkolwiek czasie.

Widocznym jest natychmiast, że zagadnienie jest określone, że dalsze ruchy rozważanych punk-

tów, muszą być wynikiem danych zagadnienia. Lecz jeśli samo sformułowanie jest proste, to wszakże zagadnienie analizy matematycznej, do którego ono prowadzi, przedstawia znaczne trudności; ścisłe jego rozwiązanie zdołano osiągnąć jedynie w wypadku dwu ciał (Słońca i jednej z planet). Jeżeli zamiast dwu rozważać będziemy trzy punkty, natenczas otrzymamy słynne *Zagadnienie trzech ciał*, którego ścisłe rozwiązanie nie jest i zapewne nie rychło będzie znane. Na szczęście przecież w naszym układzie planetarnym stan rzeczy jest taki, że możemy otrzymać rozwiązanie przybliżone, czyniące zadość wszystkim potrzebom Astronomji; zawdzięczamy je wytrwałym wysiłkom świetnych matematyków, zpośród których należy przytoczyć Clairauta, Eulera, d'Alemberta, Laplace'a i Lagrange'a.

O badaniach tych niepodobna dać pojęcia nawet przybliżonego w języku potocznym; ograniczymy się przeto kilku wskazaniami, które uwydatnią doniosłość osiągniętych wyników.

Pierwszą okolicznością, ułatwiającą przybliżenia, jest przewaga Słońca w układzie planetarnym; dowiedziono bowiem, że wszystkie planety, złączone razem, utworzyłyby ciało, którego masa stanowiłaby conajwyżej $\frac{1}{700}$ część masy Słońca. Odległości wzajemne dwu planet nie stają się nigdy bardzo małemi, dlatego też przyciąganie wzajemne tych planet będzie zawsze małym tylko ułamkiem przyciągania, wywieranego na każdą z nich przez Słońce; kilka liczb da jasne o tym stosunku pojęcie.

Gdyby Ziemia nagle uwolnioną została od wszystkich działających na nią sił, natenczas poruszałaby się po linji prostej, ruchem jednostajnym, przebiegając około 106 000 kilometrów na godzinę. Słońce przez swe przyciąganie każe jej upaść w jego kierunku o 38 klm. w ciągu godziny; ilość ta przedstawia odchylenie stycznej do elipsy, na której Słońce utrzymywałoby Ziemię, gdyby istniały tylko te dwa ciała; największa z planet, Jowisz, działając w najbardziej sprzyjających warunkach, może odchylić Ziemię w tym samym czasie o $2,^{m}10$ t. j. 18 000 razy mniej niż Słońce. Odchylenie, spowodowane w tych samych warunkach przez Wenus, nie przewyższyłoby $1,^{m}25$.

Podobnież, porównanie działań, wywieranych w jednym czasie przez Saturna i Słońce na Jowisza powiada, że pierwsze jest równe conajmniej $\frac{1}{1\,700}$ części drugiego; wszakże działanie Jowisza na Saturna może w pewnych przypadkach dosięgnąć $\frac{1}{150}$ części działania Słońca na tę samą planetę.

Zmiany w elementach eliptycznych. Ponieważ w układzie naszym przyciąganie Słońca jest wszędzie i znacznie przeważającym, jest tedy bardzo naturalne, że je osobno rozważymy; gdyby działało ono samo jedno, planety zakreślałyby nieograniczenie tę samą elipsę; stanowi to pierwsze przybliżenie ruchu rzeczywistego; to właśnie przybliżenie wyprowadził Kepler z obserwacji Tycho-Brahego.

Niewielkie siły, wynikające z działania innych planet, będą *siłami zakłócającemi* (perturbacyjnemi)

i dążyć będą do oddalenia rozważanej planety od jej elipsy z razu mało, po dłuższym czasie—znacznie; wyniki te oznaczane bywają ogólną nazwą *zwichnięć* (perturbacji). Rozumie się zresztą, że według liczb, podanych wyżej, zwichnięcia będą mniej lub bardziej wielkie, stosownie do wypadku; będą one np. bardzo słabe dla Ziemi, a bardzo znaczne dla Saturna.

Gdybyśmy ciągle porównywali ruch rzeczywisty do ruchu po jednej i tej samej elipsie, to otrzymalibyśmy z czasem odchylenia bardzo wielkie. To też dzieli się orbitę, rzeczywiście przebieżoną przez każdą planetę, na pewną ilość części; jeśliby w każdym punkcie podziału zniesione zostały wszystkie siły perturbacyjne, planeta zakreślałaby dookoła Słońca elipsę, stosownie do praw Keplera; każdemu punktowi podziału odpowiadałaby inna elipsa. Przypuśćmy, że planeta porusza się naprzód po pierwszej elipsie, następnie po drugiej, i t. d.; należy zauważyć, że na skutek małych rozmiarów działań zakłócających każda z tych krzywych mało będzie się różniła od sąsiednich.

Rozłożyliśmy w ten sposób rzeczywisty ruch planety na szereg ruchów eliptycznych. Można powiedzieć, że ruch odbywa się ciągle po elipsie, której położenie, kształt i t. d., słowem elementy, zmieniają się wraz z czasem, i to w sposób ciągły, jeśli ilość punktów podziału, o których mówiliśmy wyżej, rośnie nieograniczenie.

Zamiast starać się o bezpośrednie określenie położenia, zajmowanego przez pewną planetę w danym czasie, wyliczymy wartości, jakie przybierają w owym czasie sześć elementów eliptycznych, po-

czym wyprowadzimy stąd bardzo łatwo szukane położenie. Elementy te nie będą już równe wartościom stałym, jakieby posiadały, gdyby Słońce jedynie działało, ale wartościom tym, zwiększonym lub zmniejszonym o szereg małych wyrazów, zwanych *nierównościami;* rozróżnimy kilka rodzajów nierówności.

Nierówności wiekowe. Rozważmy, dla przykładu, Ziemię i Jowisza. Gdyby Jowisz działał na Ziemię stale w tym samym kierunku, to odchylenie, które, jakeśmy znaleźli, jest bardzo małe (około 2^m na godzinę) stałoby się po dłuższym czasie bardzo znacznym, gdyż pod wpływem siły stałej ciało przebiega przestrzeń, proporcjonalną do kwadratu czasu. Ziemia więc, przyciągana do Słońca siłą bardzo znaczną, nabrałaby pod wpływem bardzo słabej siły zakłócającej ruchu istotnie różnego od ruchu eliptycznego. Zauważyć atoli należy, że ta siła perturbacyjna nie pozostaje stałą i, cowięcej, że nie działa ona ciągle w tym samym kierunku, boć Jowisz i Ziemia są w ruchu po swych orbitach; działanie siły zakłócającej na Jowisza pociągnie go to w jedną stronę, to znów w stronę przeciwną; po przeciągu czasu, który sprowadzi obiedwie planety do pierwotnych mniej więcej położeń, duża część zwichnięć Ziemi będzie naturalnie zniszczoną, gdyż działania cząstkowe zniszczą się wzajemnie prawie zupełnie. Kompensacja ta nie jest jednak doskonałą, a to głównie dla tego, że orbity planet nie są symetryczne względem Słońca; w końcu więc rozważanego procesu elementy eliptyczne planet będą zwiększone lub zmniejszone o małe ilości; następny

taki proces sprowadzi to samo zwiększenie lub zmniejszenie, i t. d.

Będziemy zatym mieli po dłuższym przeciągu czasu zmiany w elementach eliptycznych, przybliżenie proporcjonalne do czasu; te to zmiany nazywają się nierównościami wiekowemi.

Lubo niedostrzegalne dla niewielkiego przeciągu czasu, nagromadzenie zmian tych może z biegiem stuleci stać się poważnym.

Nierówności okresowe. Nierówności te zależne są od wzajemnej konfiguracji planet; stają się one postrzegalnie równe, gdy konfiguracja ta zostaje mniej więcej przywrócona.

Ogólne ich cechy dają się łatwo uchwycić; wyobraźmy sobie punkt ruchomy, przebiegający jednostajnie okrąg; odległość środka do rzutu punktu ruchomego na jedną ze średnic przedstawia którąkolwiek z nierówności okresowych, różniących się między sobą jedynie wielkością okręgu, prędkością punktu ruchomego i chwilą przejścia przez koniec rozważanej średnicy.

Każdy z elementów eliptycznych pewnej planety podlega nieograniczonej ilości nierówności okresowych; szczęściem najwyższa wartość, do jakiej wznieść się może każda z tych nierówności, maleje szybko, możemy przeto ograniczyć się rozważeniem dosyć małej ich liczby.

Na ogół nierówności okresowych można się zapatrywać, jako na ruch wahadłowy koło pewnej wartości średniej, która z kolei podlega postępowym zmianom na skutek nierówności wiekowych. Jeśli chcemy zadowolić się zbadaniem, jaki będzie ogólny wygląd układu słonecznego po upływie wiel

kiej ilości wieków, tedy możemy pominąć nierówności okresowe i rozważać jedynie nierówności wiekowe.

Nierówności o długich okresach. Pozostaje omówienie trzeciego rodzaju nierówności, odgrywającego poważną rolę w teorji zwichnięć planetarnych, a którego odkrycie stanowi jeden z najpiękniejszych tytułów do sławy Laplace'a.

Rozważmy planety Jowisza i Saturna, dla których nierówności tego rodzaju są znaczne; zachodzi bowiem szczególna okoliczność, że podczas gdy Jowisz dokonywa pięciu swoich obiegów, Saturn dokonywa swoich prawie ściśle dwa.

W rzeczy samej, pięć obiegów Jowisza stanowi 21663 dni, dwa zaś Saturna 21518; liczby te są prawie równe, ich różnica, 145, jest małą wobec każdej z nich; wyrażamy to, mówiąc, że czasy obiegów Jowisza i Saturna są przybliżenie w stosunku wymiernym 2 do 5.

Okoliczność ta, jak zobaczymy, gra doniosłą rolę. Wynika z niej bowiem, że po upływie cyklu 21663 dni, czyli około 59 lat, obiedwie planety zajmą prawie te same położenia, co z początku; zwykłe więc nierówności okresowe będą wówczas przybliżenie te same, co u punktu wyjścia, lecz kompensacja nie będzie ścisła; będziemy mieli pewną wypadkową dla zwichnięć każdej z planet.

Podczas rozmaitych części drugiego cyklu względne położenia Jowisza i Saturna będą prawie te same, co podczas odpowiednich części pierwszego; w końcu drugiego cyklu wpływ zwichnięć będzie prawie podwójny; będzie on potrójny w końcu trzeciego, i t. d.; po upływie wszakże pewnej ilości

cyklów położenia planet będą bardzo różne od położeń pierwotnych, gdyż stosunek 5:2 urzeczywistniony jest tylko w przybliżeniu; znów więc zachodzić będzie kompensacja; wynikną stąd w ruchu obu planet nierówności o bardzo długim okresie, około 900 lat; rozmiary tych nierówności, jak poniżej okażemy, są poważne.

Okoliczność, zachodząca dla Jowisza i Saturna nie jest bynajmniej wyjątkiem w naszym układzie planetarnym; tak np., czas obiegu Neptuna jest przybliżenie dwa razy większy od obiegu Urana; tak, czasy obiegów Wenus i Ziemi mają się do siebie z wielkim przybliżeniem, jak 8 : 13. Skutkiem tej przybliżonej wymierności stosunków obiegów jest, że nierówności, które powinnyby być prawie równe zeru, sądząc z wysokiego miejsca jakie zajmują w ogólnym szeregu nierówności okresowych, dają się bardzo uczuć.

W ramach naszego szkicu niepodobna dać pojęcia o metodach, używanych przez gieometrów i astronomów w długim a subtelnym rachunku nierówności planetarnych; ograniczymy się powiedzeniem, że rozwinięcia analityczne, jakich wymaga rozwiązanie, są możliwe i mimo swej długości względnie łatwe, na skutek małych mimośrodów orbit oraz niewielkich wzajemnych nachyleń tych orbit; rachunki, wykonane przez Le Verriera dla całego układu planetarnego (z pominięciem satelitów, a w szczególności Księżyca), opierają się prawie zupełnie na podziwu godnych pracach Lagrange'a i Laplace'a.

W praktyce odnosi się wpływ nierówności okresowych elementów eliptycznych do samego po-

łożenia każdej planety; wyobrażamy sobie wówczas fikcyjną planetę, poruszającą się podług praw Keplera po elipsie, której elementy zmieniają się prawidłowo o nieznaczne odcienie, na skutek jedynie nierówności wiekowych, podczas gdy prawdziwa planeta waha się około tej planety fikcyjnej na krzywej o bardzo małych rozmiarach, której natura zależy od nierówności okresowych.

Postaramy się dać wyobrażenie o rozmiarach tej małej krzywej w wypadku Ziemi. Przedstawmy orbitę planety fikcyjnej, która zastąpi Ziemię, przez elipsę o osi wielkiej, równej 10^m (będzie to krzywa, mało różna od koła o promieniu $=5^m$); elipsa ta zmieniać się będzie bardzo powoli na skutek nierówności wiekowych; otóż Ziemia nie oddali się nigdy od tej fikcyjnej planety więcej, niż o 1^{mm}.

Co do zmian wiekowych elementów tej elipsy, to są one bardzo niewielkie i dają się wyraźniej uczuć dopiero po upływie bardzo długiego czasu; ograniczymy się na teraz zaznaczeniem, że w przeciągu roku wielka oś elipsy obraca się w tym samym czasie o jeszcze mniejszy kąt, wynoszący około pół sekundy.

Widzimy więc, że po upływie roku różnica między rzeczywistym położeniem Ziemi, a położeniem, jakie zajmowałaby ona na niezmiennej elipsie, jest bardzo niewielka.

Dla Merkurego i Wenus nierówności okresowe są również bardzo małe; nie mogą one wywołać zmiany o pół minuty łuku w długościach tych planet, widzianych ze Słońca.

Dla Marsa nierówności te są znaczniejsze, z powodu zbliżenia, jakie zachodzić może między tą

planetą a największą ze wszystkich, Jowiszem; wpływ ich może wznieść się do około 1′; takim był mniej więcej stopień dokładności obserwacji Tycho-Brahego, rozumiemy więc, że nierówności te nie mogły być stwierdzone przez Keplera.

Nierówności okresowe Jowisza i Saturna dają się wyraźnie uczuć; ale najpoważniejszą, i to wybitnie, jest nierówność o długim okresie, o której mówiliśmy wyżej; może ona zmienić o 20′ długość Jowisza i o 50′ długość Saturna; odległość kątowa tych planet może więc w sprzyjających warunkach być zmieniona o 1° 10′ t. j. o więcej niż podwójną średnicę pozorną Księżyca. Rozumiemy, jak długim i złożonym musi być rachunek zwichnięć, skoro spotyka się w nim tak poważne nierówności; aby dać bodaj słabe o tym pojęcie, powiemy, że teorje czterech wielkich planet, Jowisza, Saturna, Urana i Neptuna, podane przez Le Verriera, zajmują pięć ogromnych tomów, zawierających razem około 2300 stronic; wyliczenia pomocnicze, których nie wydrukowano, stanowią łącznie 3 do 4 razy więcej.

Planety przedmerkurowe. Nierówności wiekowe, jakeśmy już wspomnieli, dadzą się silniej uczuć zwłaszcza po upływie stuleci; jedna z nich atoli odegrała już poważną rolę; mówimy o nierówności wiekowej punktu przysłonecznego (perihelium) Merkurego. Oś wielka orbity tej planety obraca się w swej płaszczyźnie o 5″25 w ciągu roku; jestto kąt mały, mniejszy, niż odnośny kąt dla Ziemi; wpływ jego daje się jednak bardzo uczuć, gdyż mimośród orbity Merkurego jest znaczny; w rzeczy samej, największa odległość Merkurego od Słońca półtora raza jest większa od najmniejszej.

Rozumiemy, że po upływie wieku, gdy wielka oś tak wyraźnej elipsy obróci się o 1', wyniknie stąd poważna różnica w położeniu planety. Otóż posiadamy obserwacje przejść Merkurego po tarczy słonecznej, poczynając od roku 1631, i obserwacje te pozwalają obliczyć z wielką dokładnością odnośne położenie planety.

Pojmujemy, że można wyprowadzić stąd wprost kąt, o który obraca się w ciągu stu lat wielka oś orbity Merkurego; otrzymamy w ten sposób kąt większy o 38″ od kąta, wskazanego przez teorję; różnicę uwydatnia jeszcze bardziej ogół obserwacji. Jakże poradzić sobie z tą trudnością? Ruch obrotowy osi wielkiej wywołany jest przez działanie innych planet, głównie Wenus; można myśleć o zmienieniu masy, przyjętej dla Wenus, tak, iżby przywrócona została zgodność między teorją a obserwacjami Merkurego. Lecz wówczas potykamy się o inną przeszkodę; Wenus powoduje dostrzegalne zwichnięcia w ruchu Ziemi; jeśli zmienimy we wzmiankowany sposób masę Wenus, to rozdźwięk zniknie z teorji Merkurego, ale przeniesie się do teorji Ziemi; niemożliwym jest nadanie masie tej wartości, którąby jednocześnie przywróciła zgodność z obu stron. Wobec doskonałej znajomości ruchu Ziemi musimy niezgodność pozostawić w teorji Merkurego; oto więc jeden punkt, na którym nie możemy pogodzić teorji z obserwacją.

W celu usunięcia tej trudności Le Verrier, jak wiadomo, przyjął istnienie jednego lub kilku małych ciał, krążących między Merkurym a Słońcem; ciała te wywierałyby uczuwalne działanie na Merkurego i mogłyby powodować nadwyżkę 38″ na sto

lat, jaką obserwacje wykazują w ruchu wiekowym punktu przysłonecznego; na Wenus zaś i na inne planety nie miałyby one, na skutek znacznej odległości, dostrzegalnego wpływu. Kilkakrotnie zauważono przejścia małych ciał po tarczy Słońca; wszystkie atoli dotychczasowe wysiłki, by dostrzec planety przedmerkurowe podczas całkowitych zaćmień Słońca, nie doprowadziły do żadnych wyników.

Do teoretycznych rachunków Le Verriera powrócono wszakże niedawno przy pomocy innych metod; Newcomb poddał nowemu roztrząśnięciu wszystkie obserwacje przejść Merkurego po Słońcu; w obu wypadkach osiągnięto jednakowe rezultaty. Pozostaje więc dla Merkurego rozdźwięk między obserwacjami a teoretycznemi konsekwencjami, wyprowadzonemi z prawa ciążenia powszechnego.

Rozdźwięk ten usunęłoby przypuszczenie, że planety przedmerkurowe są niezmiernie małe i stanowią gromadę, podobną do gromady planet teleskopowych, krążących w tak znacznej ilości między Marsem a Jowiszem [1]).

Trwałość układu planetarnego [2]). Rozmyślanie o postępowym wpływie nierówności wiekowych prowadzi nas do zadania sobie pytań, posiadających wysoki dla przyszłości układu słonecznego interes.

---

[1]) Bliższe szczegóły o kwestji istnienia planet między Merkurym a Słońcem patrz w oddzielnym Szkicu tego zbioru. (Przyp. Tłum).

[2]) Badania, dotyczące trwałości naszego układu, streścił w sposób świetny H. Poincaré w rozprawie, wydrukowanej w „Annuaire du Bureau des Longitudes” na r. 1898; przekład polski tej rozprawy umieściliśmy we „Wszechświecie” tegoż roku. (Przyp. Tłum).

Płaszczyzna orbity Ziemi zbliża się obecnie do płaszczyzny równika; czy zbliżanie się tych dwu płaszczyzn będzie trwało zawsze i sprowadzi w odległej przyszłości ich zlanie się, co urzeczywistniłoby dla wszystkich punktów Ziemi równość dni i nocy?

Mimośród orbity Merkurego, już teraz znaczny, zwiększa się z roku na rok; czyż planeta ta ma kiedyś krążyć po orbicie, podobnej do orbit komet okresowych?

I wreszcie, jeżeli wielkie osi orbit podlegają nierównościom wiekowym, czy planety nie upadną w końcu na Słońce, albo też czy nie oddalą się odeń nieograniczenie?

Laplace poddał ważne te zagadnienia uczonemu rozbiorowi, dopełnionemu w pewnych punktach przez Lagrange'a i przez Poissona. Dowiódł on, że z biegiem wieków punkty przecięcia orbit planet z ekliptyką mogą się przesunąć poprzez wszystkie znaki zwierzyńca; końce wielkich osi tych orbit mogą przebiec wkoło całe niebo; lecz w ogóle tych ruchów, tak złożonych i tak rozmaitych, istnieje jeden element, który pozostaje stałym, albo przynajmniej zmienia się tylko między bardzo ciasnemi granicami: wielkie osi orbit planetarnych nie posiadają nierówności wiekowych, wahają się one jedynie koło swych wartości średnich na skutek nierówności okresowych; te wielkie osi, które się dziś wzajemnie bardzo różnią, będą się więc zawsze różniły.

Wynika stąd, że czasy obiegów rozmaitych planet są stałe lub, przynajmniej, podlegają małym jedynie zmianom okresowym. Piękne to twierdzenie jest główną podstawą, na której spoczywa dziś

Astronomja teoretyczna, podobnie jak Astronomja obserwacyjna oparta jest na niezmienności dnia gwiazdowego.

Laplace dowiódł następnie, że z samego faktu, iż wszystkie planety poruszają się w tę samą stronę po orbitach, które dziś posiadają małe mimośrody i mało są wzajem nachylone, można wywnioskować, że mimośrody i wzajemne nachylenia pozostaną zawsze małe i zawarte między ciasnemi, dającemi się wyznaczyć granicami.

A więc mimośród orbity Merkurego nie będzie stale rósł; nie przejdzie on nigdy poza granicę, mało różną od jego obecnej wartości. Podobnież mimośród orbity ziemskiej, który obecnie maleje, nie zawsze będzie się zmniejszał; za 24000 lat dosięgnie on swej najmniejszej wartości, poczym rosnąć będzie bardzo długo, nie przechodząc atoli nigdy ponad wartość równą około potrójnej wartości obecnej, poczym znów zacznie maleć. Ekliptyka nie zawsze będzie się zbliżała do równika, i nigdy płaszczyzny te się nie zleją; nachylenie ich wahać się jedynie będzie po obu stronach średniej swej wartości, nie odchylając się od niej nigdy więcej niż o 4^0 [1]).

---

[1]) Widzimy, że ostatecznie nierówności wiekowe, zachodzące w mimośrodach i nachyleniach, są również okresowe: tylko okresy są bardzo długie, jak możemy sądzić z cyfry 24000, przytoczonej wyżej. W ciągu kilku stuleci — co wystarcza dla obecnych potrzeb naszej Astronomji — można zastąpić te nierówności przez wyrażenia, proporcjonalne do czasu, więcej małe wyrazy, zawierające kwadrat czasu.

Po upływie tedy kilku tysięcy lat astronomowie, którzy badać będą układ planetarny, znajdą go podobnym do układu, który my znamy; cechy ogólne będą te same; na tym to polega trwałość układu planetarnego.

Trzeba było gienjuszu Laplace'a, by wywikłać te proste prawa zpośród złożonych wpływów, zasnuwających układ słoneczny.

Po tym przeglądzie ogółu zwichnięć planetarnych nie możemy nie wspomnieć przelotnie olbrzymiej pracy Delaunay'a o teorji Księżyca. Określenie ruchów naszego satelity przedstawia pierwszorzędne trudności; trudności te właśnie pobudziły do zajęcia się nim największych matematyków, Newtona, Clairauta, Eulera i Laplace'a.

Delaunay pracował nad Księżycem w ciągu przeszło dwudziestu pięciu lat; prace jego o tym przedmiocie zawarte są w dwu ogromnych tomach; jeden z wzorów zajmuje 137 stronic. Daje to pojęcie o mozołach, jakie towarzyszyły rachunkom zwichnięć, czy to planet, czy Księżyca.

Umysł pierwszorzędnego uczonego zaledwie wystarcza, by ogarnąć i uporządkować łańcuch tych rachunków; życie swe całe poświęcić on musi ich wykonaniu. A przecież położenia ciał niebieskich, które należy wtłoczyć we wzory, obejmują zaledwie półtora wieku. Kiedy astronomowie będą musieli się liczyć z pięciu lub sześciu wiekami ścisłych obserwacji, napotkają oni niewątpliwie wiele przejściowych niezgodności, dla których usunięcia trzeba będzie rozwinąć jeszcze dalej rachunki i zwiększyć ich ilość, już obecnie bardzo znaczną.

Spodziewać się należy, że do owego czasu Analiza matematyczna uczyni postępy, które służyć będą Astronomji i pozwolą dojść szybciej do rozwiązania zagadnienia zwichnięć.

Po treściwych tych danych o przyrodzie zwichnięć powinniśmy podać niektóre z wyników, wypływających z ich teorji; jest ich wiele, a zdumiewają one swą prostotą i doniosłością i szczodrze wynagradzają astronomów, którzy wydobyli je ze złożonych wzorów, gdzie głęboko były ukryte. Wskazaliśmy już niektóre z tych wyników.

Najpiękniejszym, najświetniejszym ze wszystkich jest stanowczo odkrycie Neptuna; przedmiotowi temu poświęcimy resztę tego Szkicu.

Nie zatrzymując się dłużej na dobrze znanej stronie historycznej kwestji, postaramy się dać pojęcie o pięknej pracy Le Verrier'a: czytelnicy wybaczą nam, żeśmy wprowadzili tu i ówdzie pewne dane liczbowe; wydawały one nam się niezbędnemi, aby lepiej uwydatnić trudność zagadnienia i sposób, w jaki zostało ono rozwiązane.

CZĘŚĆ DRUGA.

Odkrycie Neptuna.

13 Marca 1781-go roku W. Herschel napotkał przypadkowo planetę Urana, której dostrzegalna tarcza zwróciła jego uwagę; od owego czasu nową planetę obserwowano regularnie; w r. 1820 posiadano piękny szereg czterdziestoletnich obserwacji po-

łudnikowych; nadto przekonano się, że przed jej odkryciem przez Herschla planeta ta była obserwowana dwadzieścia razy od r. 1690-go do 1771-go przez Flamsteeda, Bradley'a, Mayera i Lemonniera, którzy widzieli w niej jedynie gwiazdę 6-tej wielkości i wpisali ją do swych katalogów gwiazd. Jeżeli dodamy, że Laplace rozwinął w III-im tomie swej „Mechaniki niebieskiej" wyrażenia analityczne zwichnięć, wywoływanych w biegu Urana przez Jowisza i Saturna, to zrozumiałym będzie, że w r. 1820 nadeszła chwila przedstawienia wszystkich położeń Urana, wychodząc z prawa ciążenia powszechnego, i zbudowania ścisłych Tablic ruchu planety; przedsięwziął to Bouvard; wynik jego wysiłków okazał się nieco zniechęcającym: nie był on bowiem w stanie przedstawić jednocześnie przez te same wzory dawnych obserwacji od r. 1690 do 1771 i nowych (od 1781 do 1820).

Coprawda, dawne obserwacje były znacznie mniej dokładne, niż obserwacje południkowe po r. 1781-ym; lecz wielkość odchyleń nie pozwalała przypisać ich przyczyny wyłącznie niewielkiej dokładności tych obserwacji.

Bądź jak bądź, Bouvard, nie osiągnąwszy pogodzenia obu układów obserwacji, postanowił odrzucić całkowicie dawne i oparł swe Tablice jedynie na czterdziestu latach obserwacji południkowych, „pozostawiając, jak powiada, przyszłości rozpoznanie, czy trudność w pogodzeniu obu układów polega rzeczywiście na niedokładności dawnych obserwacji, czy też zależy ona od jakiegoś obcego a niedostrzeżonego wpływu, któryby działał na planetę."

Nie trzeba było długo czekać na rozstrzygnięcie wątpliwości; Tablice Bouvarda, nie przedstawiające dawnych obserwacji, przedstawiały coraz gorzej obserwacje południkowe po roku 1820, których dokładności niepodobna przecież było podać w wątpliwość. Około r. 1845 niezgodność stała się nie do zniesienia; stało się prawdopodobnym, że na planetę Urana działa jakiś wpływ „obcy i niedostrzeżony.” Kwestja nieprawidłowości ruchów Urana znalazła się tedy na porządku dziennym; w lecie r. 1845-go Arago zwrócił na nią usilnie uwagę Le Verriera. Bessel pisał do Humboldta: „Sądzę, że przyjdzie chwila, gdy rozwiązania tajemnicy Urana dostarczy nam, być może, nowa planeta, której elementy poznalibyśmy z jej działania na Urana, i sprawdzilibyśmy przez wpływ, wywierany przez nią na Saturna.” Bessel ze swej strony zwrócił na tę ważną kwestję uwagę jednego ze swoich uczniów.

Le Verrier, rozpoczynając badania, zapowiadające się jako długie i trudne, chciał oprzeć je na niezachwianej podstawie; pozostawiając również na uboczu, lecz na chwilę jedynie, dawne obserwacje, których podejrzana dokładność mogła dać powód do roztrząsań, przedsięwziął on naprzód dowieść w sposób niezbity, że ogół południkowych obserwacji Urana nie może być przedstawiony przez elipsę, której elementy podlegałyby zmianom na skutek jedynie działań zakłócających Saturna i Jowisza.

Aby żadna niepewność nie przyćmiewała jego wyników, podjął on i dopełnił określenie analityczne tych zwichnięć, nie zaniedbując żadnego uczuwalnego wyrazu.

Liczba zużytkowanych obserwacji południkowych wynosiła 259, rozłożonych w okresie 65-letnim; Le Verrier zastąpił te liczne bardzo obserwacje przez 26 obserwacji idealnych, bardziej dokładnych, a z których każda utworzona została przez połączenie 10-iu obserwacji prostych.

Zagadnienie polegało wówczas na określeniu elementów eliptycznych Urana w danym czasie, tak, aby przedstawić możliwie dokładnie owe 26 idealnych obserwacji planety; poprowadziło to do ogółu 26 równań z 6-ma niewiadomemi; najprawdopodobniejsze wartości niewiadomych zostały określone za pomocą metod poufałych astronomom. Poniższa Tablica daje odchylenia między teorją a obserwacją, wyrażone w sekundach łuków; pierwsza kolumna zawiera datę, druga podaje nadwyżkę długości wyliczonej nad długością zaobserwowaną; znak + wskazuje, że pierwsza długość jest większa od drugiej, znak —, że jest od niej mniejsza.

TABLICA A.

	"		"
1781-1782 . . .	+ 20,5	1813-1815 . . .	+ 4,5
1783-1784 . . .	+ 10,8	1816-1817 . . .	+ 6,0
1785-1788 . . .	+ 2,0	1818-1820 . . .	+ 3,8
1789-1790 . . .	— 8,1	1821-1823 . . .	+ 1,7
1791-1792 . . .	— 7,8	1824-1827 . . .	— 7,6
1793-1794 . . .	— 10,5	1828-1830 . . .	— 7,3
1795-1796 . . .	— 10,1	1835-1835 . . .	— 4,5
1797-1801 . . .	— 6,7	1835-1836 . . .	— 4,7
1802-1804 . . .	— 3,4	1837-1838 . . .	— 2,1
1804-1806 . . .	— 0,4	1839-1840 . . .	+ 0,7
1807-1808 . . .	+ 3,1	1841-1842 . . .	+ 1,5
1808-1810 . . .	+ 3,8	1842-1844 . . .	+ 3,1
1811-1813 . . .	+ 4,4	1844-1845 . . .	+ 6,5

Gdyby teorja Urana była zupełna, a obserwacje Urana całkiem ścisłe, wszystkie różnice, wpisane do powyższej Tablicy, powinnyby były być równe zeru; lecz każda obserwacja obciążona jest małym błędem; czy nieuniknione te błędy obserwacyjne wystarczają, by wytłumaczyć te liczby, te różnice, któreśmy powyżej wypisali? Skoro zważymy zręczność i staranność z jaką astronomowie dokonywają swych obserwacji południkowych, skoro pomyślimy, że każda z zużytkowanych obserwacji idealnych pochodzi od 10-ciu oddzielnych obserwacji południkowych, tedy nabędziemy przekonania, że każda z tych obserwacji idealnych nie może zawierać błędu większego od 2″ do 3″; każda z liczb Tablicy A. powinnaby więc być conajwyżej równa 3″ wartości bezwzględnej; błędy 20″,5, 10″,8, 10″,5,... są całkowicie niedopuszczalne.

Cowięcej, wypadkowe błędy, wynikające z obserwacji, powinnyby umieszczać planetę to przed, to znów za położeniem, które zajmuje ona w rzeczywistości. Czyż można przypuścić, że od r. 1781-go do 1788-go wszystkie obserwacje, dokonane w różnych obserwatorjach przez wielką ilość astronomów, wskazują zgodnie położenie planety poza położeniem rzeczywistym? że wszystkie położenia będą stale przed rzeczywistemi od r. 1789 do 1806-go i t. d.? Oczywiście, nie.

Roztrząśnięcie dawnych obserwacji doprowadziło do znacznie większych różnic. To też Le Verrier doszedł do następującego wniosku z pierwszej części swej pracy:

„Dowiodłem, jeżeli się nie mylę, że istnieje formalna sprzeczność między obserwacjami Urana

a założeniem, że planeta ta podlega jedynie wpływom Słońca i innych planet, działających stosownie do zasad powszechnego ciążenia. Przy tym założeniu nie dojdziemy nigdy do przedstawienia zaobserwowanych ruchów."

Jakże znieść tak jasno wykazaną trudność? Czy należało myśleć o zmienieniu prawa ciążenia, przypuszczając je odmiennym na znacznej odległości, na jakiej znajduje się Uran od Słońca?

Clairaut, z okoliczności osobliwej trudności, jaką napotkał w teorji ruchu Księżyca, zwątpił na chwilę o zupełnej ścisłości prawa Newtona; posuwając wszakże dalej niż początkowo swe wyliczenia, przekonał się Clairaut, że niezgodność znikła i prawo ciążenia wyszło zwycięsko z tej próby.

Le Verrier nie zatrzymał się ani chwili przy takiej myśli; przystąpił on śmiało do założenia nieznanej jeszcze planety i zbadał, czy zwichnięcia, wywołane przez tę planetę, pozwoliłyby wytłumaczyć nieprawidłowości w ruchu Urana.

Trudność zagadnienia. Podjęte zagadnienie przedstawiało poważne trudności; w rzeczy samej, rozbierzmy zawarte w nim niewiadome.

Aby wiedzieć, z jaką siłą nieznana planeta działa na Urana i jakie w jego biegu wywołuje zakłócenia, trzeba znać masę planety i położenie jej w danej chwili. Idzie o przedstawienie obserwacji Urana z około półtora wieku od r. 1690 do 1845; powinniśmy przeto znać położenia nieznanej planety w ciągu całego tego czasu. W tym celu wystarczy znaleźć elementy ruchu eliptycznego tej planety: oto więc już 7 niewiadomych; ale na tym nie koniec.

Uran, po uwzględnieniu tego nowego działania zakłócającego, zakreśli w każdej chwili elipsę o elementach zmiennych wraz z czasem; lecz elipsa ta w pewnej danej chwili nie będzie taką samą, jak gdyby planeta nie istniała. Elementy niezmiennej elipsy, którą zakreśliłby Uran, gdyby istniał sam na sam ze Słońcem, są więc niewiadome; mamy tedy 6 nowych niewiadomych, a mianowicie: elementy eliptyczne Urana w pewnej danej chwili. Zagadnienie obejmuje więc 13 niewiadomych.

Jakże utworzymy równania, nadające się do określenia tych niewiadomych? Wyliczymy za pomocą teorji zmianę, jaką nowa planeta wywołuje w Uranie w danej chwili, i napiszemy, że długość Urana, wyliczona w ruchu eliptycznym i zwiększona o zwichnięcia, spowodowane przez Saturna, Jowisza i nieznaną planetę, równa jest długości zaobserwowanej. Każda obserwacja dostarczy więc jedno równanie między 13-tu niewiadomemi; równanie to będzie wielce złożone; trzeba będzie następnie określić niewiadome tak, aby możliwie najlepiej uczynić zadość ogółowi równań warunkujących.

Uproszczenie zagadnienia. 1°. Wiadomo, że orbity Marsa, Jowisza, Saturna i Urana leżą prawie na płaszczyźnie ekliptyki, z którą tworzą małe kąty, mniejsze niż 2°30′; naprowadziło to w sposób naturalny Le Verriera na przypuszczenie, że nieznana planeta znajduje się z bardzo znacznym przybliżeniem w płaszczyźnie ekliptyki, przypuszczenie tymbardziej uprawnione wobec tego, że szerokości Urana można było przedstawić z zupełną prawie

ścisłością, uwzględniając jedynie działania Jowisza i Saturna.

Dwa tedy elementy eliptyczne, te mianowicie, które wyznaczyć miały położenie płaszczyzny orbity planety nieznanej, znikały; podobnież znikły odnośne niewiadome dla Urana, gdyż płaszczyzna jego orbity nie mogła ulec uczuwalnemu zakłóceniu; ubywają zatym cztery niewiadome, pozostało zaś 9; atoli zagadnienie, tak zmodyfikowane, nie przestałoby jeszcze być bardzo trudnym i nieledwie nieprzystępnym.

2°. Owóż następujące rozważania pozwoliły Le Verrierowi zrobić przypuszczenie co do odległości średniej nieznanej planety od Słońca. Jasnym jest nasamprzód, że nie możemy umieścić jej ani bliżej od Saturna, ani między Saturnem a Uranem, bo wywołałaby ona w ruchu Saturna zakłócenia, które nie byłyby pozostały niedostrzeżone; musimy więc wyznaczyć jej miejsce poza Uranem.

Między średniemi odległościami planet od Słońca zachodzi pewien związek dość prosty, ujęty w prawo empiryczne, zwane prawem Bodego; brzmi ono jak następuje:

Jeśli w szeregu liczb

(1) 0, 3, 6, 12, 24, 48, 96, 192,

z których każda, z wyjątkiem drugiej, jest zdwojoną poprzedzającą, dodamy do każdej 4 i wypadek podzielimy na 10—tedy otrzymane ilorazy wyrażą ze znacznym przybliżeniem ogół średnich odległości planet od Słońca.

Wykazuje to poniższa Tablica, której druga kolumna podaje rzeczywistą odległość każdej planety od Słońca, a trzecia odległość, obliczoną z prawa Bodego:

Merkury	0,4	0,4
Wenus	0,7	0,7
Ziemia	1,0	1,0
Mars	1,5	1,6
—	—	2,8
Jowisz	5,2	5,2
Saturn	9,5	10,
Uran . . , . . .	19,2	19,6

Prawo Bodego nie jest, właściwie mówiąc, prawdziwym prawem; brak mu podstawy teoretycznej; jestto zależność empiryczna prosta i dość przybliżona; odległość 2,8 odpowiada małym planetom, mianowicie trzem pierwszym Ceres, Pallas, Junonie, których odległość średnia od Słońca wynosi 2,8 i 2,7.

Dawno przed Bodem Kepler zauważył stosunki, zachodzące między odległościami średniemi planet od Słońca, i śmiało wniósł z nich istnienie planety między Marsem i Jowiszem; powiedział on, w rzeczy samej: *Intra Martem et Jovem interposui planetam;* podejrzenie to zostało potwierdzone, okazało się tylko, że była tam nie jedna planeta, lecz grupa asteroid.

Dla planet bardzo odległych od Słońca liczba 4, którą dodajemy do każdego wyrazu szeregu (1), znika, że tak powiemy, wobec rosnących wartości liczbowych wyrazów, możemy więc wówczas wyrazić prawo Bodego prościej, mówiąc, że średnia odle-

głość planety od Słońca jest przybliżenie równa podwójnej odległości planety, która ją bezpośrodnio poprzedza. Upoważniło to do przypuszczenia, że odległość szukanej planety od Słońca jest zdwojoną odległością Urana,— co ilość niewiadomych sprowadzało do 8-iu.

Wobec tego zagadnienie przybrało następujące sformułowanie:

„Czy jest możliwym, aby źródłem nierówności Urana było działanie planety, znajdującej się na ekliptyce, na odległości średniej dwa razy większej niż Uran; a jeżeli tak jest, to gdzie znajduje się obecnie ta planeta? Jakie są elementy orbity, przez nią przebieganej?”

3^0 Można wprowadzić inne jeszcze uproszczenie; mimośrody dawniej znanych planet, wyłączając Merkurego i Marsa, są małe, mniejsze od $\frac{1}{17}$; wolno tedy przypuścić, że to samo ma miejsce i dla nowej planety, że mimośród jej jest mały, i że w rachunkach można będzie pomijać jego kwadrat, co znacznie wyliczenia te ułatwi.

Możemy nadto, w pierwszym przynajmniej przybliżeniu, pominąć nierówności wiekowe Urana, wywoływane przez szukaną planetę, w odstępie bowiem czasu od r. 1690 do 1845-go, mniejszym niż dwa obiegi Urana, musiały one być niemal nieuczuwalnemi.

Pozostawały więc tylko nierówności okresowe, których ilość, po zachowaniu tych jedynie, które mogły posiadać pewną wagę, sprowadzoną została do 12-tu.

Rozwiązanie zagadnienia. Zagadnienie obejmuje teraz 8 niewiadomych, między któremi istnieje wielka ilość równań warunkujących; okazuje się, że w równaniach tych 7 niewiadomych figuruje w sposób bardzo prosty, bo w pierwszym stopniu; ósma jedynie wchodzi do nich w sposób złożony; niewiadomą tę, długość szukanej planety w określonym czasie, 1-go stycznia 1800, nazwijmy x.

Le Verrier nadał x kolejno 40 jednakowo oddalonych wartości, 0°, 9°, 18°,.... 351°; w każdym z tych przypuszczeń zagadnienie stawało się łatwe, polegało bowiem tylko na rozwiązaniu równań pierwszego stopnia. Dało to 40 różnych rozwiązań, z których prawdziwym byłoby to, któreby najlepiej przedstawiało ogół obserwacji Urana.

Zdobytoby zarazem pojęcie o granicach, między któremi niewiadoma x mogłaby się zmieniać, bez wprowadzenia do obserwacji błędów niedopuszczalnych. W ten to sposób postępował Le Verrier i doszedł do następującego ważnego wniosku: „W ekliptyce istnieje jedna tylko okolica, w której moglibyśmy umieścić zakłócającą planetę tak, aby zdać sprawę z ruchów Urana: długość średnia tej planety powinna była być zawartą 1-go stycznia 1800 r. między 243°—252°."

Najtrudniejsze zadanie było dokonane; pozostawało tylko udoskonalenie otrzymanego przybliżonego rozwiązania przez uwzględnienie małych ilości, poprzednio zaniedbanych; należało również poddać zmianom wartość odległości średniej planety od Słońca, aby zabezpieczyć się na wypadek, gdyby nie podlegała ona ściśle prawu Bodego, i oznaczyć

ją tak, aby osiągnięte rozwiązanie było możliwie dokładne. Poniższa Tablica pokazuje, jak rozwiązanie ostateczne przedstawia południkowe obserwacje Urana; liczby, zawarte w drugiej kolumnie, podają nadwyżki długości wyliczonych nad długościami zaobserwowanemi.

	″		″
1781-1782 . . .	+ 2,3	1813-1815 . . .	— 0,9
1783-1784 . . .	+ 0,1	1816-1817 . . .	+ 0,4
1785-1788 . .	— 1,2	1818-1820 . . .	+ 0,4
1789-1790 . . .	— 3,4	1821-1823 . . .	+ 0,9
1791-1792 . . .	+ 0,3	1824-1827 . . .	— 5,4
1793-1794 . . .	— 0,5	1828-1830 . . .	— 2,3
1795-1796 . . .	— 1,0	1835-1835 . . .	— 0,8
1797-1801 . . .	+ 0,9	1835-1836 . . .	+ 2,3
1802-1804 . . .	+ 0,8	1837-1838 . . .	+ 2,5
1804-1806 . . .	+ 0,8	1839-1840 . . .	+ 2,2
1807-1808 . . .	+ 2,1	1841-1842 . . .	— 0,2
1808-1810 . . .	+ 0,8	1842-1844 . . .	— 0,4
1811-1813 . . .	— 0,5	1844-1845 . . .	— 0,3

Zestawienie tych liczb z liczbami Tablicy A wystarczy, aby okazać, że wszelkie nieprawidłowości ruchu Urana znikły, wszystkie bowiem pozostające błędy można przypisać obserwacjom.

Rozwiązanie to obejmuje również w sposób zadawalający obserwacje dawne, których dokładność jest mniejsza; w rzeczy samej:

Cztery obserwacje Flamsteeda z roku 1712 i 1715-go dają +5″,5; dwie obserwacje Lemonniera z r. 1750-go —7″,4; dwie bardzo dokładne obserwacje, dokonane przez Mayera w r. 1753-im i Bradleya w 1756-ym, —4″,0; wreszcie 8 obserwacji Lemonniera z r. 1768 i 1769-go +3″,7.

Tajemnica Urana jest więc zupełnie wyjaśniona; 31 sierpnia r. 1846-go Le Verrier zawiadamia Akademję Umiejętności, że szukana planeta będzie się znajdowała 1-go stycznia r. 1847-go na 326° 32′ długości prawdziwej; podaje on przy tej sposobności następujące uwagi, których przytoczenie w całości uważamy za niezbędne, gdyż wykazują one, jak głębokie było przekonanie świetnego astronoma o ścisłości jego rachunków:

„...Przeciwstawienie (opozycja) planety miało miejsce 19-go sierpnia r. b. Chwila więc obecna bardzo sprzyja jej odkryciu. Dogodność, wynikająca z wielkiej jej odległości kątowej od Słońca, będzie się stale zmniejszała; ponieważ wszakże długość dnia bardzo szybko maleje w naszym klimacie, będziemy więc długo jeszcze w położeniu, sprzyjającym fizycznym poszukiwaniom tej planety.

„Charakter i powodzenie tych poszukiwań zależeć będą od stopnia widzialności ciała. Zatrzymamy się chwilę na tym pytaniu.

„Rozważmy, jaką jest w chwili przeciwstawienia średnica pozorna i blask względny szukanej planety.

„Wiadomo, że na odległości, równej 19-tu odległościom Ziemi od Słońca, tarcza Urana przedstawia się pod kątem 4 sekund sześciodziesiętnych. Masa tej ostatniej planety jest wiadoma; jest ona około dwa i pół raza mniejsza od masy nowej planety. Dane te łącznie z poprzedniemi wystarczyłyby do wyliczenia średnicy pozornej nowego ciała, gdyby wiadomy był stosunek jego gęstości do gęstości Urana.

„Wogóle gęstości planet maleją w miarę oddalania się od Słońca. Zakładając więc, że gęstość szukanej planety równa się gęstości Urana, zrobimy odnośnie do średnicy przypuszczenie niesprzyjające widzialności tej planety.

„Znajdziemy w ten sposób, że w chwili przeciwstawienia planeta powinna być zaobserwowana pod kątem 3″,3. Średnicę tę w dobrych lunetach można bez trudności odróżnić od średnic sztucznych, wytworzonych przez rozmaite aberacje, o ile tylko blask tarczy jest dostateczny.

„W przypuszczeniu, że powierzchnia nowej planety posiada taką samą zdolność odbijania jak Uran, mniemać należy, iż jej blask gatunkowy stanowić będzie trzecią mniej więcej część blasku gatunkowego Urana, gdy ten znajduje się na średniej swej odległości od Słońca.

„Te warunki fizyczne zdają się wróżyć, że nową planetę będzie można przez dobre lunety nie tylko spostrzec, ale nadto odróżnić, na skutek szerokości jej tarczy, od gwiazd. Jestto okoliczność bardzo ważna. Jeżeli ciało, którego szukamy, może być z wyglądu pomieszane z gwiazdami, tedy trzeba będzie zaobserwować wszystkie małe gwiazdy, widoczne w badanej przez nas okolicy nieba, i stwierdzić w jednej z nich ruch własny.

„Praca ta będzie długa i uciążliwa. Jeżeli zaś, przeciwnie, planeta posiada spostrzegalną tarczę, wyróżniającą ją od gwiazd, jeżeli możemy zastąpić dokładne wyznaczenie położenia wszystkich punktów świetlnych przez proste zbadanie ich fizycznych pozorów, to poszukiwania pójdą bardzo szybko."

18 września r. 1846-go Le Verrier pisał do Gallego astronoma berlińskiego, prosząc go o poszukiwanie planety; Galle otrzymał list 23-go i tegoż wieczoru, posiłkując się świeżo ułożoną mapą nieba, zauważył gwiazdę 8-ej wielkości, nie oznaczoną na mapie; nazajutrz gwiazda ta zmieniła położenie względem gwiazd sąsiednich: była to planeta, zapowiedziana przez Le Verriera; położenie jej różniło się o 52′ zaledwie od położenia przezeń wskazanego; średnica pozorna nowego ciała wynosiła 2″,5.

Tak spokojne a tak ufne w siebie przepowiednie Le Verriera sprawdziły się tedy wspaniale i potwierdziły w świetny sposób prawo ciążenia powszechnego.

Podczas gdy Le Verrier pochłonięty był swemi wyliczeniami, młody astronom angielski Adams, który później zajaśniał w pierwszym szeregu mistrzów nauki, rozwiązywał to samo zagadnienie na swoją rękę i wyznaczał Neptunowi położenie różne o około 2^0 30′ od położenia rzeczywistego. Praca Adamsa była również bardzo wybitną; nie ogłosił on jej wszakże w należytym czasie, pierwszeństwo odkrycia pozostało więc bes kwestji przy astronomie francuskim.

5-go października, zawiadamiając Akademję Umiejętności, że Galle znalazł planetę w wyliczonym przezeń położeniu, Le Verrier mówił: „Powodzenie to upoważnia do nadziei, że po trzydziestu lub czterdziestu latach obserwacji nowej planety, jej z kolei będzie można użyć do odkrycia planety, następującej po niej ze względu na odległość od Słońca. Postępując tak dalej, trafimy niestety wkrótce na ciała niewidzialne na skutek ogromnej

ich odległości od Słońca; niemniej jednak teorja nierówności wiekowych pozwoli z biegiem stuleci na bardzo dokładne określenie ich orbit."

Dziś, trzydzieści ośm lat oddziela nas od odkrycia Neptuna; teorja ruchu tej planety oparta została na trwałych podstawach przez Le Verriera, który akurat dość długo pracował, by ją całkowicie wykończyć.

Wzory jego przedstawiają z dokładnością, nic nie pozostawiającą do życzenia, wszystkie obserwacje dokonane po r. 1846-ym, jak również dwie obserwacje Lalande'a z r. 1795-go; astronom ten wpisał je był do swego Katalogu, jako gwiazdy 8-ej wielkości, nie podejrzywając, że ma do czynienia z planetą. Działania, wywierane przez planety znane, tłumaczą więc dotychczas doskonale ruch Neptuna, a przeto nadzieja, wyrażona przez Le Verriera, urzeczywistnioną nie została.

Nie wolno oczywiście stąd zawnioskować, że Neptun jest ostatnim wyrazem w szeregu planet; możliwym bowiem jest bardzo, że następująca planeta znajduje się na znacznie większej odległości od Słońca, niż odległość wskazana przez czysto empiryczne prawo Bodego, albo że masa jej jest mniejsza od masy poprzedzających ją wielkich planet; gdyby tak było, zakłócający jej wpływ mógłby się ujawnić dopiero po dłuższym przeciągu czasu, i nic nie byłoby dziwnego w tym, że nie daje się on jeszcze uczuć dzisiaj, gdy Neptun przebiegł od czasu swego odkrycia zaledwie ćwierć swojej orbity.

Cowięcej, nie jest, być może, niepodobnym, by planeta, krążąca dookoła Słońca na odległości dwa razy większej niż Neptun, o masie tego same-

go rzędu wielkości, co masa tej planety, nie wywarła jeszcze na nią uczuwalnego wpływu; działanie jej mogło zlać się w pewnej mierze z działaniami innych planet i wyraźnie się dotychczas nie uwydatnić.

Tak, jeśli rzucimy okiem na Tablicę A., widzimy, że od r. 1807 do 1820-go wpływ zakłócający Neptuna na Urana pozostawał uczuwalnie stały, i byłoby możliwe przedstawić z wielką dokładnością ruchy Urana w ciągu tego okresu, bez uciekania się do wpływów planety nieznanej.

Jeżeli więc rzeczywiście będzie można kiedyś skorzystać z Neptuna, jak z Urana, by odsunąć krańce naszego układu planetarnego, to nastąpi to bezwątpienia nierychło, chyba że szczęśliwy traf, jak przy odkryciu Urana, chwilę tę przyśpieszy; przyznać przecież trzeba, że tutaj okoliczności są daleko mniej przyjazne.

Albowiem planeta taka jak Neptun, dwa razy bardziej niż on odległa od Słońca, posiadałaby dla nas małą średnicę pozorną około 1″, a blask gwiazdy 11-ej lub 12-ej wielkości; gwiazd tych jest bardzo wiele; tarczę przypuszczalnej planety nie zawsze byłoby łatwo rozpoznać, a ruch jej własny, mało wydatny, z trudnością umożliwiłby odróżnienie jej po kilku dniach od gwiazd sąsiednich.

O mierzeniu mas w Astronomji.

1. Lat dwadzieścia temu [1]) grono osób postronnych zwiedzało Obserwatorjum Paryskie; jedna z nich, po pilnym wysłuchaniu objaśnień o rozmaitych przyrządach, zrobiła następującą uwagę: „Pokazaliście nam panowie wprawdzie przyrządy do mierzenia czasu i kątów, ale nie widziałem nigdzie narzędzi, nadających się do pomiaru odległości planet.” Pytanie to było mniej naiwne, niż się zrazu wydawało; zupełna na nie odpowiedź wymagałaby wytłumaczenia, że odnośne zagadnienie może być rozwiązane jedynie w sposób pośredni, i że dokładne rozwiązanie stało się możliwe dopiero po odkryciach Kopernika i Keplera, które pozwoliły wyrazić wszystkie odległości układu słonecznego za pomocą jednej z nich, odległości Słońca od Ziemi. Odległość ta może być z kolei wymierzona w promieniach Ziemi, chociaż pomiar ten nie jest łatwy, jak to wiedzą zwłaszcza ci astronomowie, którzy

---

[1]) Pisane w r. 1889.

brali udział w obserwacjach dwu ostatnich przejść Wenus [1]).

Gość nasz byłby jeszcze bardziej niedyskretny, gdyby poprosił o pokazanie mu przyrządów, służących do ważenia Słońca i planet; ważenie to jest atoli dosyć prostym wynikiem prawa Newtona.

Piękny ten rezultat należy do tych, które najbardziej uderzają osoby nieobyte z Astronomją, i nie łatwo jest jasne dać o nim pojęcie, przynajmniej w zaimprowizowanej rozmowie. Zdawało mi się, że nie będzie bezpożytecznym poświęcić temu przedmiotowi jeden ze Szkiców „Rocznika": nie ukrywam przed sobą trudności wykładu, w którym sięgnąć będzie trzeba po prawa Mechaniki i odkrycia Galileusza, Huygensa i Newtona. Niektórym czytelnikom ten lub ów ustęp wyda się, być może, nieco trudnym; mniemam wszakże, że bogata treść dalszego wykładu, który da przejrzysty obraz systemu słonecznego a nawet kilka układów gwiazdowych, trudności te zdoła wynagrodzić.

---

[1]) Międzynarodowa Konferencja Astronomiczna, zebrana w Paryżu w lipcu 1900-go roku, postanowiła wyzyskać odkrytą w r. 1898-ym planetę Eros dla ściślejszego od wszystkich innych oznaczenia paralaksy Słońca; a wiadomo, że skoro znamy tę paralaksę, znamy również odległość Ziemi od Słońca. W chwili obecnej, szczególnie sprzyjającej, 53 obserwatorja wszystkich krajów pracują w sposób zorganizowany, pod przewodnictwem specjalnej Komisji, nad obserwowaniem planety Eros we wzmiankowanym celu. Otrzymane tą drogą doniosłe wyniki będą tedy owocem współdziałania prawdziwie międzynarodowego.

(Przyp. Tłumacza).

2. Przedewszystkim należy przypomnieć kilka zasad Mechaniki; powiedzmy odrazu, że nie mamy zamiaru podawać ścisłych dowodów tych zasad, ale jedynie dać możliwie jasne o nich pojęcie.

Wiemy z codziennego doświadczenia, iż, chcąc podtrzymać ciało, aby nie dać mu upaść, musimy rozwinąć pewien wysiłek, zdolny przeciwważyć ciężar ciała. Wysiłek ten, względnie ten ciężar, jest niejednakowy dla danej objętości, gdy materją, tę objętość napełniającą, jest woda, żelazo lub rtęć. Pierwsze pojęcie o *masie* czerpiemy z tej różnicy między ciężarami ciał o jednakowych objętościach.

Wyobrażanie każdego ciała, jako rozłożonego na cząstki o jednakowym ciężarze, naprowadza nas na przypuszczenie, że ilość tych cząstek dla różnych ciał jest zmienna.

W ten sposób można określić *masy* różnych ciał, jako ilości materji, zawarte w jednakowych objętościach tych ciał, lub nawet, jako liczby tożsamych punktów materjalnych, zawartych w tych objętościach. Określeniu temu zbywa oczywiście na dokładności; jeżeli zechcemy zastąpić to chwiejne pojęcie masy ciała przez określenie ścisłe, matematyczne, nadające się do figurowania we wzorach; jeżeli jednocześnie zależy nam na otrzymaniu wyników ogólnych, któreby się stosować dawały nietylko na powierzchni Ziemi, lecz we wszystkich okolicach przestrzeni niebieskiej: tedy będziemy musieli rozważyć ruchy, jakie dana siła może nadać różnym ciałom.

3. Zobaczymy naprzód, jaki będzie wpływ siły, działającej stale w tym samym kierunku i z tym samym natężeniem, na ciało, znajdujące się począt-

kowo w spoczynku. Nada ona ciału ruch w kierunku swego działania i udzieli mu w końcu pierwszej sekundy pewnej prędkości; podczas drugiej sekundy wynik działania siły będzie znowu ten sam: powiększy ona prędkość o tę samą ilość, i w ten sposób po upływie dwu sekund prędkość będzie dwa razy większa niż w końcu pierwszej sekundy. Będziemy więc mieli ruch, w którym prędkość rosnąć będzie o równe ilości w równych czasach. Ruch taki nazywa się *ruchem jednostajnie przyśpieszonym*. Ciała, spadające swobodnie w próżni, dostarczają nam prostego i godnego uwagi przykładu takiego ruchu. Wiadomo, że w ruchu tym stały przyrost prędkości w każdej sekundzie, czyli to, co dla krótkości nazywa się *przyśpieszeniem*, równy jest dwa razy wziętej przestrzeni, przebieżonej w ciągu pierwszej sekundy.

Jeżeli każemy działać na dane ciało sile większej, przyśpieszenie oczywiście wzrośnie. Jeśli siła się podwoi, to podwoi się również przyśpieszenie. Wogóle, gdy siła zwiększa się w pewnym stosunku, przyśpieszenie rośnie w tym samym stosunku. Wynika stąd sposób mierzenia sił inaczej niż przez równowagę na wagach, a mianowicie za pomocą ruchu.

Siła będzie dwa, trzy... razy większa od innej siły, jeśli nadawać będzie temu samemu ciału przyśpieszenie dwa, trzy,.. razy większe od przyśpieszenia, nadanego przez pierwszą.

Weźmy teraz dwa ciała, których objętości mogą być różne, i każmy działać na każde z nich jednej i tej samej sile stałej; jeśli udzieli im ona jednakowych przyśpieszeń, powiemy, że masy obu

ciał są równe. Daje nam to środek do sądzenia o równości dwu mas. Przez połączenie obu ciał poprzednich utworzymy ciało nowe o masie podwójnej; jasnym jest, że jeśli nowe ciało, utworzone w ten sposób, poddanym będzie działaniu siły przedstawionej przez 2, to nabierze ono tego samego przyśpieszenia, co każde z nich poddane oddzielnie sile 1.

Widzimy więc, że skoro rozważymy ciała, których masy przedstawione są przez liczby 1, 2, 3..., to, aby udzielić im jednakowych przyśpieszeń, trzeba będzie przyłożyć do nich siły, przedstawione również przez liczby 1, 2, 3...; jeśli na te ciała działa jedna i ta sama siła, to przyśpieszenia są proporcjonalne do liczb 1, $\frac{1}{2}$, $\frac{1}{3}$... Masy rozmaitych ciał są więc odwrotnie proporcjonalne do przyśpieszeń, których udziela ich kolejno ta sama siła.

Wszystko powyższe daje się krótko wyrazić w postaci bardzo prostej zależności. Każmy działać na ciało sile stałej; rozważmy trzy ilości: natężenie siły, masę ciała i przyśpieszenie, jakie ono otrzymuje; otóż liczba, wymierzająca siłę, równa jest iloczynowi liczb, wymierzających masę i przyśpieszenie. Gdy siła działająca jest ciężkością, to, wobec jednakowego przyśpieszenia dla wszystkich ciał, ciężary tych ciał są oczywiście proporcjonalne do ich mas.

A więc na powierzchni Ziemi przyrządy, służące do mierzenia ciężarów, będą zarazem służyły do mierzenia mas.

Zauważmy, że podanemu wyżej chwiejnemu określeniu masy możemy nadać znaczenie ścisłe

masa ciała może być rozważana, jako ilość punktów materjalnych tożsamych, z których to ciało się składa. Tożsamość dwu punktów materjalnych staje się teraz jasną; zachodzi ona, gdy jedna i ta sama siła, przyłożona do każdego z nich, udziela im jednakowych przyśpieszeń.

4. Z poprzedzających rozważań wynika, że, aby porównać masy Słońca i rozmaitych planet, wystarczyłoby przyłożyć do mas bezpośrednio tę samą siłę i wymierzyć przyśpieszenia, którychby im ona udzieliła; masy byłyby odwrotnie proporcjonalne do przyśpieszeń.

Środek ten nie jest oczywiście praktyczny, lecz prawo ciążenia pozwoli przekształcić zagadnienie. Każdy zna brzmienie tego podziwu godnego prawa, które gienjusz Newtona wywołał z praw Keplera: dwie jakiekolwiek cząstki układu planetarnego przyciągają się proporcjonalnie do swych mas i w stosunku odwrotnym do kwadratu odległości. Newton wywnioskował stąd, że przyciąganie, które kula, złożona z spółśrodkowych jednorodnych warstw, wywiera na punkt zewnętrzny, jest takie same, jak gdyby cała masa kuli była zjednoczona w jej środku; ta podstawowa uwaga pozwala na abstrahowanie od rozmiarów ciał naszego układu planetarnego.

Przypuśćmy teraz na chwilę, że możemy umieścić jedno i to samo ciało kolejno na jednakowej odległości od Słońca i od Ziemi; będzie ono przyciągane do tych dwu ciał niebieskich przez siły proporcjonalne do ich mas. Jestto wynikiem prawa Newtona i tego, że odległość jest ta sama.

Ciało upadnie ku Słońcu, następnie ku Ziemi, i w obu wypadkach ruchy będą mogły być rozważane, jako jednostajnie przyśpieszone, przynajmniej w ciągu pewnego czasu. Przyśpieszenia będą proporcjonalne do mas Słońca i Ziemi, podobnież jak i przestrzenie, przebieżone w obu wypadkach podczas pierwszej sekundy spadku.

Tak więc, jeżeli ciało nasze przebiegnie podczas pierwszej sekundy spadku 330^{m}, padając ku Słońcu, i 1^{mm}, padając ku Ziemi, to wniesiemy, iż masa Słońca jest 330 000 razy większa od masy Ziemi. Ale nie jest niezbędne umieszczać ciało na jednakowej odległości od Słońca i od Ziemi, albowiem jeśli będzie ono 10 razy bliżej Ziemi, niż Słońca, to przez podzielenie jego spadku na kwadrat 10-ciu t. j. 100 otrzymamy spadek dla odległości takiej samej, jak w pierwszym razie.

Niech Księżyc będzie ciałem, z którego spadku mamy korzystać; wystarczy znaleźć, o ile Księżyc spadłby na Ziemię lub na Słońce, gdyby pozostawiony był swobodnie samemu sobie w obu wypadkach. Założenie to nie jest jeszcze urzeczywistnialne; zagadnienie nasze posunęło się wszakże naprzód o krok ważny; pozostaje pokonać ostatnią już trudność.

5. Niechaj O (fig. 1) będzie Ziemią, AC orbitą, którą Księżyc dookoła niej zakreśla, A położeniem jego na tej orbicie w dowolnej chwili, AB prędkością w owej chwili i C położeniem, zajmowanym przez Księżyc w *sekundę* po przejściu przez A.

Poczynając od punktu A ruch jest określony przez kombinację dwu wpływów: prędkości, którą Księżyc posiada w punkcie A, i przyciągania, wy-

wieranego nań przez Ziemię; otrzymamy ten sam wynik, każąc działać kolejno każdemu z tych wpływów.

Gdyby przyciąganie Ziemi nie istniało, Księżyc poruszałby się według stycznej do swej orbity i po upływie jednej sekundy znalazłby się w *B*. Każmy teraz przyciąganiu działać na Księżyc, wy-

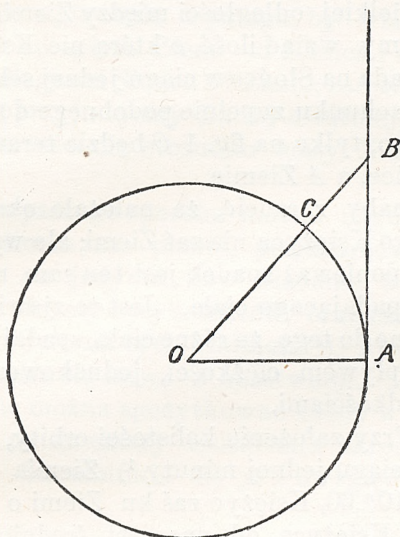


Fig. 1.

chodzący z punktu *B* bez prędkości; sprowadzi ono go do *C*, t. j. do punktu, w którym znajduje się on w rzeczywistości w sekundę po przejściu przez *A*. Można tedy powiedzieć, że pod wpływem przyciągania Ziemi Księżyc, wychodząc z *B* bez prędkości, spadł ku Ziemi o ilość *BC* w ciągu pierwszej sekundy. Jeśli założymy, że orbita Księżyca jest kołem,

co bardzo jest bliskie rzeczywistości, wyliczenie małej długości *BC* będzie nadzwyczaj proste; nie jest ono również trudne, jeśli zechcemy wziąć pod uwagę eliptyczny kształt orbity — ale nie zatrzymujmy się na tym szczególe.

Trzeba teraz określić ilość, o którą Księżyc spada ku Słońcu w ciągu jednej sekundy; z powodu atoli niewielkiej odległości między Ziemią i Księżycem możemy wziąć ilość, o którą nie Księżyc lecz Ziemia spada na Słońce w ciągu jednej sekundy; wymaga to rachunku zupełnie podobnego do rachunku powyższego, tylko na fig. 1 *O* będzie teraz przedstawiało Słońce, a *A* Ziemię.

Możnaby zarzucić, że należało określić spadek samego Księżyca nie zaś Ziemi; ale wychodzi to na jedno, ponieważ spadek jest ten sam, niezależnie od masy spadającego ciała. Jest to zjawisko zupełnie podobne do tego, że różne ciała, spadające w próżni pod wpływem ciężkości, jednakowemi są ożywione prędkościami.

6. Przy założeniu kolistości orbity, znajdujemy, że w ciągu jednej minuty [1]) Ziemia spada ku Słońcu o $10^m,60$, Księżyc zaś ku Ziemi o $4^m,90$; ale odległość Księżyca od nas jest średnio 386 razy mniejsza, niż odległość Słońca; gdyby był on równie oddalony jak Słońce, to spadłby na Ziemię jedynie o ilość równą ilorazowi z $4^m,90$ na kwadrat 386, co daje $0^m,000\,032\,8$.

Można więc powiedzieć, że Księżyc, umieszczony w spoczynku kolejno na jednakowej odległości

---

[1]) Wykonywamy obliczenie dla jednej minuty, zamiast dla sekundy, aby nie otrzymać zbyt małych liczb.

od Słońca i od Ziemi, spadłby ku obu tym ciałom o $10^m,60$ i $0^m,0000328$ w ciągu minuty. A zatym masa Słońca równa jest masie Ziemi, pomnożonej przez liczbę $\frac{10,6}{0,0000328}=323000$.

Masa Słońca jest więc 323000 razy większa od masy Ziemi. Zauważyć należy, że wykonanie powyższego wyliczenia wymaga, by wiadomym był stosunek odległości Ziemi od Słońca i od Księżyca, a więc odległości Słońca od Ziemi; zależnie od wartości, jaką przyjmujemy dla tej ostatniej, otrzymamy różne wartości dla stosunku masy Ziemi do masy Słońca.

Powyższego sposobu można użyć bez zmian dla określenia mas planet, posiadających satelity; wymaga on jedynie, aby wiadome były wielkie osi orbit planety i jej satelitów, oraz czasy obiegów gwiazdowych na tych orbitach [1]), które to ilości wyprowadza się łatwo z obserwacji. Dla Jowisza np. będzie można spożytkować każdy z czterech satelitów, co da cztery niezależne określenia masy planety. Skombinuje się je z uwzględnieniem od-

---

[1]) Oto wzór, wyrażający stosunek masy *m* planety do masy M Słońca:

$$\frac{m}{M}=\left(\frac{a'}{a}\right)^3\left(\frac{T}{T'}\right)^2;$$

a i T oznaczają półosi wielkie eliptycznej orbity planety i czas jej obiegu gwiazdowego koło Słońca; *a'* i T' są ilościami analogicznemi dla eliptycznej orbity, zakreślanej przez satelitę koło planety.

nośnych ich dokładności na podstawie prawideł Rachunku prawdopodobieństwa i otrzyma się w ten sposób bardzo dokładną wartość stosunku masy Jowisza do masy Słońca.

Najświeższe i, jak się zdaje, najdokładniejsze określenie, dokonane przez Schura, daje $\frac{1}{1\,047,232}$.

Masa Saturna wynika z obserwacji dwu największych satelitów, Tytana i Japeta; pomiary Bessla prowadzą do liczby $\frac{1}{3\,502}$, najświeższe H. Struwego do $\frac{1}{3\,498}$; można przyjąć liczbę okrągłą a jednak dokładną $\frac{1}{3\,500}$ [1]).

Newcomb wyprowadził ze swoich obserwacji czterech satelitów Urana dla mas planety wartości $\frac{1}{22\,600}$; wreszcie ten sam astronom oznacza masę Neptuna na $\frac{1}{19\,380}$, jako wynik obserwacji jego jedynego satelity.

Dzisiaj, po świeżym odkryciu satelitów Marsa, jesteśmy w stanie określić masę tej planety ze ści-

---

[1]) Annuaire du Bureau des Longitudes na r. 1901 podaje dla Saturna $\frac{1}{3\,529,6}$; — dla Urana $\frac{1}{24\,000}$; — i dla Neptuna, również jako wynik obserwacji Newcomba, $\frac{1}{19\,700}$.

(Przypisek Tłumacza).

słością większą, niż dawniej. A. Hall otrzymał tą drogą liczbę $\frac{1}{3\,093\,500}$.

Pozostaje więc tylko powiedzieć, jak określono masę Merkurego i Wenus, jedynych planet, których satelitów jeszcze nie znamy.

7. Zanim przystąpimy do tego przedmiotu, wypada wskazać inne sposoby, których używano z powodzeniem do wyliczenia masy Jowisza. Masa ta, jakkolwiek nie dosięga tysiącznej części masy Słońca, przeważa w sposób wyraźny w układzie planetarnym. Sama jedna stanowi ona więcej niż dwa a prawie półtrzecia raza sumę wszystkich innych planet. Jowisz jest dosyć oddalonym od Słońca i łatwo pojąć, że, skoro jakie ciało przejdzie niedaleko od niego, to wywrze on nań wpływ znaczny, który niekiedy będzie mógł nawet przeważyć wpływ Słońca. Tak np., Jowisz może posiąść wpływ przeważający na komety, przechodzące w jego bliskości.

Widziano już takie zjawiska: kometa z roku 1770-go, zwana *kometą Lexella*, zdawała się poruszać w wyraźnie uwydatnionej orbicie eliptyeznej z okresem $5^2/_3$ lat. Czym się dzieje, iż kometa ta nie była dostrzeżona wcześniej? Lexell dał odpowiedź, wykazując za pomocą swych rachunków, że w r. 1769 musiała ona przejść bardzo blisko Jowisza tak, że była doń 580 razy bliższa, niż do Słońca; działanie Jowisza zmieniło czas jej obiegu, który przedtym był znacznie większy, i uczyniło z niej kometę o krótkim okresie. Szukano jej od owego czasu, oczekując powrotów, obliczonych według okresu $5^2/_3$ roku; ale nie widziano jej już nigdy. Przyczy-

ną tego jest, iż w r. 1779 zbliżyła się ona znów bardzo do Jowisza, bliżej jeszcze niż w r. 1769; wolno mniemać, że za tym drugim razem kometa przeszła między Jowiszem a jego satelitami; wynikło stąd nowe zwichnięcie, które musiało być poważne. Jowisz dał nam na pewien czas kometę o krótkim okresie, ale ją nam odebrał. Le Verrier zbadał bieg tej komety z wielką starannością i wykazał, że obserwacje z r. 1770-go nie są ani dosyć liczne, ani dosyć dokładne, abyśmy mogli wyznaczyć ściśle drogę, którą musiała ona pójść po wielkim zwichnięciu z r. 1779-go.

Możliwe jest, jakkolwiek dość mało prawdopodobne, że została ona odrzucona w orbitę hyperboliczną, a w takim razie byłaby dla nas bezpowrotnie stracona; ale może być również, że trwa ona w swoim ruchu po tej lub owej z szeregu elips, wyliczonych przez Le Verriera.

Będziemy w ten sposób w stanie rozpoznać jej tożsamość z jedną z komet, które wzbogacają codziennie nasze katalogi. Gdyby wypadek ten miał miejsce, a zwracamy nań uwagę astronomów, mielibyśmy do rozwiązania jedno z najpiękniejszych zagadnień Astronomji, wiążąc nowe obserwacje z obserwacjami z r. 1770-go, co pozwoliłoby na określenie masy Jowisza z dokładnością wyjątkową.

Kometa Lexella nie stanowi jedynego wypadku, i astronomowie mają wiele danych do przypuszczenia, że działanie Jowisza nakazało pewnej ilości krótkookresowych komet krążyć po orbitach wyraźnie eliptycznych.

De Haerdtl, wybitny uczeń nieodżałowanego Oppolzera, zakomunikował Akademji Umiejętności

bardzo obszerną pracę o komecie Winneckego, której okres równa się 5,8 roku, a która doznaje z powodu Jowisza znacznych zakłóceń; z tych zakłóceń, obliczonych z największą starannością, wynikł dla masy Jowisza ułamek $\frac{1}{1\,047,175}$, prawie ten sam, co ułamek, wyprowadzony przez Schura z obserwacji satelitów Jowisza. Drobiazgowe zbadanie komety Faye'a doprowadziło do liczby $\frac{1}{1\,047,788}$, która, jak widzimy, różni się od tamtej bardzo mało.

8. Komety nie są jedynemi ciałami, na które przejście w pobliżu Jowisza może wywrzeć wpływ uczuwalny. Ostatnie, najbardziej oddalone od Słońca z grupy asteroid, mogą przybliżyć się znacznie do tej planety; stosuje się to do tych zwłaszcza, których elipsy posiadają wielkie mimośrody. Kilka zpośród nich będzie mogło z biegiem czasu znaleźć się w pewnej chwili dwa, trzy do ośmiu razy bliżej Jowisza niż Słońca. Wymienimy z ich szeregu 24 Temis, 33 Polymnia, 49 Pales, 90 Antjope, 153 Hilda i 175 Andromacha.

Otwiera to nową a cenną drogę do bardzo ścisłego określenia masy Jowisza. Znaleziono już w ten sposób liczbę $\frac{1}{1\,047,538}$, biorąc za punkt wyjścia ruchy Temis.

Podnieść należy, że wartości, otrzymane dla masy Jowisza za pomocą satelitów, komet i asteroid, są w zupełnej ze sobą zgodności; stanowi to poważne stwierdzenie prawa Newtona i wykazuje, że przy równych odległościach przyciąganie Jowisza na jednostkę masy, wziętą czy to w ciałach do-

syć gęstych, jak satelity i asteroidy, czy to w ciałach niezmiernie rozrzedzonych, jak komety, jest zawsze ściśle ta sama.

Możemy w ten sposób rozciągnąć na Jowisza ów dobrze stwierdzony dla Ziemi wynik, że przyciąga ona w jednakowy sposób ciała o najrozmaitszej naturze, umieszczone na jej powierzchni. De Haerdtl przyjmuje ostatecznie liczbę 1 047,20, i mniema, że jest ona ścisłą w przybliżeniu do kilku setnych.

Zachowując wszelką ostrożność, niezbędną w takim wypadku, możemy, jak się zdaje, twierdzić, że cyfra dziesiątych jest ścisła, a więc znamy masę Jowisza z przybliżeniem do $\frac{1}{10\,000}$ jej wartości; stanowi to jeszcze bardzo piękny wynik.

9. Można oczywiście starać się o określenie masy Jowisza, biorąc za punkt wyjścia znaczne zakłócenia, jakie planeta ta wywołuje w biegu Saturna; próbował to zrobić Bouvard i ostatnio Le Verrier w końcu swej teorji ruchu Saturna.

Niepodobna wchodzić tutaj w szczegóły bardzo złożonych rachunków, ograniczymy się przeto podaniem wniosku, do jakiego dochodzi Le Verrier.

Określanie masy Jowisza za pomocą obserwacji satelitów tej planety posiada za naszych czasów niezaprzeczoną wyższość nad korzystaniem z teorji Saturna ze względu na to, że rozporządzamy obecnie obserwacjami dokonanemi w ciągu zbyt małej ilości lat [1]); ale z czasem wyższość ta zmniejszy się i korzystanie ze zwichnięć Saturna stanie się dogodniejsze, kiedy te zwichnięcia, a zwłaszcza

---

[1]) 120 lat.

zwichnięcia, których okres jest blizki 900 lat, wykonają cykl zupełny.

Tłumaczy to dosyć błędną wartość $\frac{1}{1\,070,5}$, którą Bouvard wyprowadził w r. 1721 z teorji Saturna, a którą Laplace uważał za ścisłą do $\frac{1}{100}$ jej wartości. Na skutek rozważania zwichnięć Junony i Westy, Nikolai i Encke uznali w r. 1826 konieczność zwiększenia liczby Bouvarda o $\frac{1}{60}$ lub o $\frac{1}{50}$ jej wartości.

Przez obserwacje czwartego satelity Jowisza, dokonane w Obserwatorjum w Cambridge od r. 1832 do 1836-go, Airy potwierdził to zwiększenie, podając liczbę $\frac{1}{1\,047,64}$; w r. 1841-ym Bessel w pracy, która stała się sławną, doszedł do $\frac{1}{1047,905}$.

Wreszcie teorja zwichnięć Pallas nakazała Gaussowi w r. 1843 zwiększyć o $\frac{1}{42}$ masę Bouvarda.

10. Pozostaje omówienie sposobu określenia masy Merkurego i Wenus, planet pozbawionych satelitów; należy do nich dodać masę Ziemi, gdyż wytłumaczyliśmy, że, aby wyprowadzić ją z obserwacji Księżyca, musimy znać dokładnie odległość Ziemi od Słońca [1]).

---

[1]) Istnieją wprawdzie inne sposoby mierzenia tej odległości; ale zakładamy tutaj, że wszystko wyprowadza się z teorji zwichnięć.

Gdybyśmy mieli masy Wenus i Ziemi, bylibyśmy w stanie wyliczyć zwichnięcia, jakie planety te wywołują w biegu Merkurego; można dokonać wszystkich tych rachunków, wyprowadzając za nawias, jako mnożniki, masy nieznanych planet.

Napiszmy, że w różnych chwilach obserwacji Merkurego, a mianowicie w chwili jego przejść po Słońcu, położenie wyliczone dla planety zlewa się z położeniem zaobserwowanym, a otrzymamy szereg równań warunkujących, które będą zawierały naprzód sześć niewiadomych, wyznaczających drogę, którą przebiegałby Merkury, gdyby istniał sam na sam ze Słońcem, a następnie obie szukane masy.

Za pomocą pewnych sposobów rachunkowych, możemy odłączyć dwie masy, które będą musiały czynić zadość pewnej ilości warunków. Terja Wenus dostarczy innych warunków między masami Merkurego i Ziemi; do teorji Marsa wejdą masy Merkurego, Wenus i Ziemi.

Otrzymamy więc w ten sposób pewną ilość równań, zawierających trzy szukane masy; ilości wiadome, wchodzące do tych równań, nie są ściśle dokładne, albowiem napiętnowane są one nieuniknionemi błędami popełnianemi w obserwacjach. Nadto, dokładne obserwacje planet nie obejmują jeszcze półtora stulecia, a podczas tego względnie krótkiego czasu wzajemne zwichnięcia czterech planet pozostają bardzo małemi. Oczekiwać więc należy, że określenie mas tą drogą będzie znacznie mniej dokładne, niż wyprowadzenie ich z obserwacji satelitów. Trzeba nadto przypuścić, że teorja zwichnięć zbudowaną została z największą starannością, i że żaden uczuwalny wyraz nie został pominięty.

11. Bądź jak bądź, zakładamy obecnie, że jesteśmy w posiadaniu pewnej ilości równań warunkujących (będzie ich więcej niż trzy) między trzema niewiadomemi masami.

Idzie o to, czy możemy nadać tym masom wartości czyniące zadość dawnym równaniom w granicach błędów obserwacji. Roztrząsania Le Verriera doprowadziły do wyniku, iż należałoby naprzód zwiększyć o $\frac{1}{10}$ masę, przyjętą dla Ziemi, a przeto zbliżyć ją do Słońca o więcej, niż miljon mil. Dla masy Merkurego otrzymano liczbę $\frac{1}{5\,000\,000}$; Le Verrier wprowadził również masę Marsa, gdyż nie znano jeszcze satelitów tej planety; otrzymał on liczbę, różniącą się jedynie o $\frac{1}{30}$ od wartości, którą wyprowadzono później z obserwacji satelitów: jestto wielka rękojmia ścisłości rachunków.

Co do masy Wenus, napotkano na osobliwą trudność; teorja Merkurego wymagałaby, aby ją zwiększyć mniej więcej o $\frac{1}{10}$ jej wartości, gdy teorja Słońca żąda, by jej nie zmieniano. Niemożliwe jest znaleźć wartość, czyniącą zadość obu teorjom; jeśli z jedną jesteśmy w porządku, druga pozostawia niechybnie wiele do życzenia. Le Verrier zachował masę Wenus, przedstawiającą przyzwoicie wszystkie obserwacje Słońca i zrzucił wszystko na Merkurego; w ten to sposób naprowa-

dzony on został na przypuszczenie, że istnieją planety przedmerkurowe [1]).

Jakkolwiek jest, ponieważ wszystko polega na ścisłej znajomości masy Wenus, byłoby więc bardzo pożądane, abyśmy mogli określić ją w sposób bardziej bezpośredni i dokładniejszy. Gdyby Wenus miała satelitę, nicby nie było łatwiejszego.

12. Przez długi czas astronomowie wierzyli w istnienie satelity Wenus; przed dwu zaledwie laty złudzenie to zostało ostatecznie rozwiane; niechże więc nam będzie wolno, wobec aktualności tej sprawy, opowiedzieć pokrótce, w jaki sposób została ona postawiona i rozwiązana ujemnie przez astronoma brukselskiego Stroobanta.

Na satelitę Wenus pierwszy zwrócił uwagę Fontana w Neapolu w r. 1645-ym; obserwował go Cassini w Paryżu w r. 1672-im 1686-ym, Short w Londynie w 1740-ym, A. Mayer w Greifswaldzie w 1759-ym, Ojciec Lagrange w Marsylji, Montaigne w Limoges i Roedkioer w Kopenhadze w r. 1761-ym; następnie Roedkioer oraz Montbarron w Auxerre w r. 1764-ym i wreszcie Horrebow w r. 1768-ym.

Lambert usiłował w r. 1777-ym przedstawić te obserwacje za pomocą orbity eliptycznej, którą możemy odrazu odrzucić; gdyż dałaby ona dla masy Wenus wartość dziesięćkroć zbyt wielką. O istnieniu satelity Wenus pozwalało wątpić już to, że nikt go nie widział od r. 1768-go, ani W. Herschel, ani Lassell, ani A. Hall, astronomowie, którzy jednak

---

[1]) Patrz oddzielny Szkic „O planetach przedmerkurowych." (Przypisek Tłumacza).

odkryli bardzo słabe satelity Saturna, Urana, Neptuna i Marsa.

Należało przecież zadać sobie pytanie, co oglądali pod nazwą satelity Wenus rozmaici obserwatorzy. Wiedziano już, że podczas jednej z obserwacji Roedkioera w r. 1764-ym Uran znajdował się o 16′ od Wenus; astronom ten wziął go prawdopodobnie za satelitę Wenus, i opuścił piękną sposobność odkrycia Urana na 17 lat przed W. Herschlem.

Stroobantowi powiodło się dowieść, że w dość znacznej ilości wypadków wzięto za satelitę mniej lub bardziej błyszczącą gwiazdę, znajdującą się bardzo blisko Wenus. Zdarzyło się to mianowicie Roedkioerowi 4-go, 7-go i 12-go sierpnia r. 1761-go; w rzeczy samej, trzy znane gwiazdy 5-ej, 4-ej i 7-ej wielkości znajdowały się w położeniach, wyznaczonych dla satelity. Podobnież Short i Horrebow widzieli koło Wenus w r. 1740-ym i 1768-ym dwie gwiazdy 8-ej i 4-ej wielkości. Jest więc odtąd pewne, że znaczna część obserwacji przypuszczalnego satelity może być wytłumaczona zupełnie naturalnie przez obecność w okolicy planety dość błyszczących gwiazd, których tożsamość po kilku dniach zaniedbano stwierdzić.

Pozostaje jeszcze pewna ilość niewytłumaczonych obserwacji; możliwe jest, że odpowiadają one położeniom, zajmowanym podówczas przez tę lub ową z pośród najświetniejszych asteroid.

W każdym razie można powiedzieć, że legienda o satelicie Wenus, pozbawiona poważnej podstawy, została rozwianą.

Lecz jeśli niema satelity 4-ej, 5-ej lub nawet 8-ej wielkości, to czyż jest pewne, że nie istnieje

satelita słabszy, analogiczny do satelitów Marsa, który pozwoliłyby dostrzec olbrzymie lunety funkcjonujące dzisiaj, mianowicie w Nicei, Pułkowie, Waszyngtonie i na górze Hamilton? Wielki interes teoretyczny, związany z tą kwestją, winien być bodźcem dla obserwatorów, rozporządzających tak potężnemi środkami badania.

13. Po tej dygresji powróćmy do mas, otrzymanych dla rozmaitych planet, i przedstawmy je, biorąc masę Ziemi za jedność.

Merkury	$\frac{1}{16}$	Jowisz . . .	310
Wenus . , . .	$\frac{4}{5}$	Saturn.	93
Ziemia.	1	Uran	14
Mars	$\frac{1}{10}$	Neptun . , . .	17
		Słońce	324 000

Pozostaje wyrazić wszystkie te masy za pomocą masy jednego z ciał określonych, dostępnych dla nas na powierzchni Ziemi, a zatym z konieczności o rozmiarach bardzo ograniczonych, jak np. mała kula z ołowiu.

Skoro będziemy wiedzieli, ile razy ta mała masa zawiera się w masie Ziemi, łatwo wniesiemy, z ilu takich mas składa się każda z planet i Słońce. W ten sposób wszystkie masy układu planetarnego będą porównane do masy znanej, najzupełniej zmysłom naszym dostępnej.

Postawione powyżej zagadnienie zostało rozwiązane przez sławny eksperyment Cavendisha, wy-

kazujący nieskończenie małe przyciąganie, które na powierzchni Ziemi ołowiana kula wagi 158 kg. wywiera na małą kulkę, umieszczoną w jej sąsiedztwie. Wyprowadził on z tych doświadczeń wartość tego przyciągania, a porównanie do ciężaru kuli, przedstawiającego z wielkim przybliżeniem przyciąganie, wywierane na tę kulę przez całą Ziemię, pozwoliło mu powiedzieć, ile razy masa Ziemi mieści w sobie masę ołowianej kuli. Wypisanie tego stosunku, wyrażającego się za pomocą liczby o 23 cyfrach i nie dostarczającego umysłowi żadnego wyraźnego obrazu, byłoby bezpożyteczne.

Lepiej będzie, przypuszczając fikcyjny jednostajny rozkład materji w całej kuli ziemskiej, powiedzieć, ile razy masa określonej objętości tego ciała zawiera masę takiej samej objetości ołowiu albo raczej wody w zwykłych warunkach temperatury.

Wynik doświadczenia Cavendisha przedstawi się wówczas jak następuje: przy założonym fikcyjnym rozkładzie masa metra sześciennego Ziemi równa jest masie około pięciu i pół metrów sześciennych wody.

Cornu i Baille powtórzyli doświadczenia Cavendisha, udoskonalając szczęśliwie jego metodę i korzystając ze wszystkich zasobów Fizyki obecnej; zastąpili oni liczbę 5,48, otrzymaną przez Cavendisha, przez 5,56.

14. Ależ, powie niejeden czytelnik, dajecie nam masę Słońca, masę Jowisza, a mybyśmy chcieli otrzymać ich ciężar. Odpowiedź jest łatwa: zachowajcie te same liczby. Będziecie w ten sposób mieli ciężar Ziemi, Słońca i planet, wyrażony za po-

mocą ciężaru 1-go metra sześciennego wody, wziętego jako jedność.

Trzeba jednak przyznać, że osobliwym się wydaje mówić o ciężarze Ziemi, skoro ona właśnie wywołuje przyciąganie i stwarza ciężar ciał na swej powierzchni. Ale możemy wyobrazić sobie, że pokrajaliśmy Ziemię na metry sześcienne, żeśmy każdy z nich przenieśli na szalę wag, zrównoważyli za pomocą znanych ciężarów i odnieśli następnie na pierwotne miejsce; zrobimy tak samo z innemi metrami sześciennemi i w ten sposób uskutecznimy zważenie Ziemi kawałkami.

Suma ciężarów będzie taka sama, jaka wynika z doświadczeń Cavendisha.

Możemy również przypuścić, że przeniesiono kolejno na szalę naszej wagi wszystkie metry sześcienne, z których składa się Jowisz, zważymy Jowisza i znajdziemy liczbę, wynikającą z tego, co wyżej było wyłożone.

Mamy więc prawo powiedzieć, że zważyliśmy w kilogramach Ziemię, planety i Słońce.

15. ***Masy asteroid.*** Aby określić masy asteroid, należałoby stwierdzić zwichnięcia, wywołane przez jedną z nich w biegu innych asteroid, lub innych ciał. Mały ich blask każe z góry przewidywać że posiadają one niewielkie masy. Wprawdzie w warunkach sprzyjających Westa może być widzialna gołym okiem, a Ceres, Pallas i Juno świecą nie o wiele słabiej; pozostałe asteroidy atoli posiadają blask bardzo słaby; można je dostrzec przez lunety, jako małe gwiazdy, o wielkości zawartej między 9-tą a 13-tą.

Wobec tego jest pewne, że wzajemne zwichnięcia będą na ogół nieuczuwalne, wyjąwszy wypadek, gdyby dwa z tych małych ciał przeszły blisko siebie i pozostawały przez pewien czas w bliskości tak, aby ich wzajemne przyciąganie mogło ważyć w zestawieniu z przyciąganiem Słońca.

Pobudziło to kilku astronomów, między innemi C. Littrowa, do badania i przepowiadania zbliżeń się lub „złączeń fizycznych" małych planet. Badania te doprowadziły jedynie do wykazania względnej rzadkości bardziej wyraźnych zbliżeń; zdaje się, że nie spotkano dotychczas zbliżenia, przewyższającego ośmkrotną odległość Księżyca od Ziemi. Istnieją znaczniejsze zbliżenia, ale nie między planetami lecz ich orbitami; tak np. najkrótsza odległość orbit Thetis i Belony, mniejsza jest od dziesiątej części odległości Księżyca od Ziemi.

Wielka ilość komet przechodzi przez przestrzeń, w której poruszają się asteroidy; mogłoby więc się zdarzyć, że jedna z tych ostatnich znajdzie się w danej chwili dość blisko komety, by zakłócić jej bieg o dostrzegalną ilość.

Chwilowo mniemano, że zjawisko to zaszło dla komety Enckego: pewien zręczny rachmistrz stwierdził w ruchu tego ciała nagłą zmianę, której nie był w stanie objaśnić inaczej, jak przez przyciąganie jednej z asteroid. Atoli było zupełnie inaczej; wszystko sprowadzało się, jak się później przekonano, do małego błędu, który łatwo wybaczyć można w powikłanym łańcuchu wyliczeń, niezbędnych do określenia zwichnięć komety.

16. Jeżeli masa odosobnionej asteroidy zbyt mało stanowi, by wywrzeć wpływ uczuwalny, to

niepodobna tego z góry twierdzić o ogóle tych ciał. Le Verrier zamierzył przekonać się, jakim mógłby być ten całkowity wpływ na Marsa.

Pomiędzy zakłóceniami, jakie asteroida może wywołać w biegu tej planety, jedno zasługuje na szczególniejszą uwagę: jestto bardzo mały ruch obrotowy wielkiej osi orbity; druga asteroida wywoła analogiczny ruch, również bardzo mały, lecz *w tym samym kierunku.*

Malutkie te ilości są bardzo liczne, dodają się one, nigdy się nie niszcząc, i suma ich może stać się dostrzegalną; dowodzi się zresztą, że, aby wyliczyć tę sumę, można zastąpić wszystkie orbity małych planet, przez orbitę średnią, wzdłuż której rozłożonoby odpowiednio całkowitą masę asteroid w kształcie eliptycznego pierścienia.

Zakładając masę tę równą masie Ziemi, Le Verrier obliczył, że położenie Marsa, obserwowanego ze Słońca, w chwili jego przejścia przez punkt przysłoneczny, ulegałoby zmianie 11″ co sto lat. Wynikłoby stąd dla planety, oglądanej z Ziemi, przesunięcie znacznie większe: roztrząsanie okazało, że nawet ćwierć tego przesunięcia dałaby się już wyraźniej dostrzec; ponieważ obserwacje nie stwierdziły nic podobnego, Le Verrier wniósł, że suma mas asteroid *znanych czy nieznanych,* nie przenosi *ćwierci* masy Ziemi.

17. Gdybyśmy znali średnice pozorne asteroid na danych odległościach od Ziemi, moglibyśmy wyprowadzić ich średnice rzeczywiste, następnie ich objętości i wreszcie, kładąc pewną hypotezę o gęstości, ich masy. Lecz najpotężniejsze lunety nie nadają asteroidom ocenialnej tarczy, z wyjątkiem Ce-

res, Pallas i Westy, których średnice pozorne można było zmierzyć, a raczej ocenić.

W. Herschel znalazł 0″,35 i 0″,24 dla Ceres i Pallas, a Mädler 0″,65 dla Westy; te średnice pozorne odpowiadają średniej odległości Ziemi od Słońca. W takich warunkach średnica pozorna 1″ odpowiada rzeczywistej średnicy 720^{km}; mielibyśmy więc dla średnic Ceres, Pallas i Westy

$$250^{km}, \quad 170^{km}, \quad 470^{km};$$

w przypuszczeniu, że ciała te posiadają tę samą gęstość średnią, co Ziemia, t. j. prawie półtora raza większą niż Mars; masy ich, odniesione do masy Ziemi, byłyby równe

$$\frac{1}{130\,000}, \quad \frac{1}{420\,000}, \quad \frac{1}{20\,000};$$

potrzebaby więc było pięciu tysięcy ciał takich, jak Westa, by utworzyć ćwierć masy Ziemi, t. j. granicę podaną przez Le Verriera!

Granica ta jest z pewnością zbyt wysoka. W żadnych okolicznościach Herschel nie zdołał stwierdzić dostrzegalnej tarczy Junony; Lassel nie był szczęśliwszy, nawet z lunetą, powiększającą 1000 razy; wreszcie średnice pozorne innych asteroid są jeszcze znacznie mniejsze.

Porównanie blasku Westy do blasku asteroid, odkrytych po r. 1845-ym, wskazuje, że średnica średnia tych ostatnich jest conajwyżej równa piątej części średnicy Westy. Svedstrup wyliczył tą

drogą świeżo, w sposób dość wiarogodny, że suma mas wszystkich asteroid obecnie znanych ma być równa około pięciu masom Westy, t. j. jednej *czterotysiącznej* części masy Ziemi, lub jednej *pięćdziesiątej* części masy Księżyca.

Należy wszakże zauważyć, że pomiary średnic pozornych Ceres, Pallas i Westy przedstawiają znaczne trudności, i że liczby, podane wyżej dla tych średnic, nie zasługują, być może, na wielkie zaufanie; gdy jednak pomyślimy, że średnica pozorna pierwszego satelity Jowisza wynosi tylko 1″, i że rozmaici obserwatorzy mogli ocenić ją z dostateczną pewnością, to znajdziemy poważne podstawy do przypuszczenia, że średnica pozorna Westy nie przenosi 1″.

Gdyby granica ta była dosięgniętą, całkowitą masę, znalezioną powyżej, należałoby pomnożyć przez 3 lub 4; pozostałaby ona jeszcze bardzo małą. Nie można się powstrzymać od uwagi, że, jeśli asteroidy zapełniły lukę, zauważoną oddawna w prawie Bodego, to fikcyjna planeta, która mogłaby je wszystkie zastąpić, posiada masę ogromnie małą w stosunku do mas dawnych planet, nawet w stosunku do Marsa.

Zanim porzucimy ten przedmiot, pozostaje do powiedzenia słowo o pośrednim sposobie, opartym na fotometrji, za pomocą którego starano się wyrobić sobie pojęcie o średnicach asteroid. Światło, które od nich dostajemy, pochodzi od Słońca i jest przez nie odbite.

Jeśli przypuścimy, że są one kuliste, to ilość przesyłanego przez nie światła zależeć będzie od ich średnic, odległości od Słońca i od Ziemi, oraz

od mocy, z jaką różne punkty ich powierzchni odbijają światło.

Doświadczenia fotometryczne, dokonane przez Zöllnera, wykazują, iż średnia moc odbijania nie bardzo się zmienia, gdy przechodzimy od jednej z dawnych planet do drugiej. Jeśli przyjmiemy tę samą liczbę dla asteroid, zmierzymy blask każdej z nich i porównamy do blasku Marsa lub Saturna, co możemy zrobić za pomocą fotometrji, to będziemy w stanie wywnioskować stosunki średnic asteroid do średnic Marsa lub Saturna.

Tą drogą szedł Pickering od dwunastu mniej więcej lat. Oto niektóre liczby, otrzymane przez niego:

	km.		km
Juno	151	Brunhilda . . .	33
Pallas	269	Ewa.	23
Westa	513	Menippa	20
Antiope	82		

Należy uprzytomnić sobie, ile postępowanie takie zawiera w sobie pierwiastku hypotetycznego. Zauważmy jednak, że średnice, które Pickering wyznacza dla Pallas i Westy, niewiele się różnią od średnic, wyprowadzonych z pomiarów średnic pozornych.

Zdaje się, że fotometrja jest w stanie dać z dość znaczną dokładnością, na skutek kompensacji, stosunki średnic średnich rozmaitych klas, na jakie podzielić można asteroidy według ich wielkości gwiazdowych.

Zwrócimy uwagę na małe rozmiary Ewy i Menippy, które mają nie mieć więcej, niż 20^{km} w śred-

nicy; inne są bezwątpienia jeszcze daleko mniejsze. Można zadać sobie pytanie, czy, jak to zdają się wskazywać odkrycia lat ostatnich, dojdziemy przez zwiększanie mocy narzędzi badania do odkrycia ciał coraz mniejszych tak, aby stwierdzić wśród ciał układu planetarnego wszystkie stopnie pośrednie od wielkości Westy, aż do nieznacznych rozmiarów bolidów, które Ziemia codziennie spotyka; kwestja ta nie jest pozbawiona interesu.

Z wszystkiego tego wynika, że jaknajprawdopodobniej pierścień asteroid nie wywiera i bardzo długo jeszcze wywierać nie będzie żadnego ocenialnego wpływu na ruchy planet. Wpływ komet zdaje się być jeszcze bardziej nieznaczny; nie znaleziono śladów tego wpływu nigdzie, czego z góry można się było spodziewać, wobec krańcowego ich rozrzedzenia i przezroczystości. W rzeczy samej, obserwowano małe gwiazdy poprzez ogony, a nawet jądra niektórych komet, a światło tych gwiazd nie wydawało się osłabionym, ani też odchylonym przez załamanie w sposób dostrzegalny.

Ograniczymy się przypomnieniem, że Roche dowiódł, iż masa pięknej komety Donati'ego (1858) nie stanowi jednej dwudziestotysięcznej części masy Ziemi, a wszystko przemawia za tym, że granica ta jest jeszcze o wiele za wysoka.

18. ***Masy satelitów.*** Rozpoczniemy od satelity, który nas najbliżej obchodzi, od Księżyca. Trzymając się przyjętego przez nas porządku myśli, powinniśmy zdać sobie sprawę ze zwichnięć, jakie Księżyc powoduje w ruchach ciał, które się najbardziej doń przybliżają, a więc w ruchach Ziemi.

Czyż znaczy to, by Księżyc na tak małej odległości mógł wywierać wpływ dostrzegalny na roczny ruch Ziemi dookoła Słońca? Tak jest—i postaramy się tego dowieść.

Gdyby Ziemia istniała sam na sam ze Słońcem, zakreślałaby ona swą elipsę, stosownie do praw Keplera. Obecność Księżyca przeszkadza jej i odchyla ją w każdej chwili nieco od tej elipsy.

Niechaj będą (fig. 2) *S*, *T* i *L* położenia Słońca, Ziemi i Księżyca w danej chwili; *C* środek ciężkości

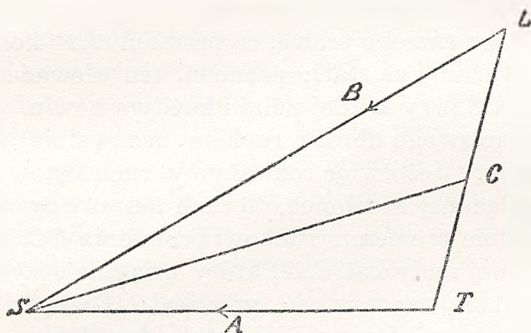


Fig. 2.

Ziemi i Księżyca. Ten środek ciężkości jest punktem, dzielącym odległość Ziemi od Księżyca w stosunku odwrotnym do mas tych dwu ciał, a więc jest znacznie bliżej Ziemi, niż Księżyca.

Otóż w Mechanice dowodzi się, iż ruch punktu *C* jest taki sam, jak gdyby masy Ziemi i Księżyca były w nim złączone, a siły przyciągania *TA* i *LB*,

pochodzące od Słońca, przeniesione równolegle do siebie.

Ponieważ odległość *LT* wynosi zaledwie $\frac{1}{400}$ odległości *ST*, prosty rachunek, którego atoli tutaj przytoczyć nie możemy, wykazuje, że punkt *C* poruszać się będzie prawie ściśle tak, jak gdyby był on przyciagany w każdej chwili przez Słońce w stosunku odwrotnym do kwadratu *CS*.

A więc elipsę zakreśli punkt *C*, nie zaś Ziemia. Podczas gdy poruszać się on będzie po swej elipsie, promień *CT* będzie się obracał około punktu *C* według tego samego prawa, co promień *LP* koło Ziemi, uważanej za stałą; promień ten zlewać się będzie z *CS* przy każdej pełni i każdym nowiu, dokonywając swego obrotu ruchem uczuwalnie jednostajnym. Jeśli więc rozważymy ruch kątowy Ziemi, oglądanej ze Słońca, to ruch ten równy będzie względnie prostemu ruchowi promienia *SC* więcej lub mniej mały kąt *CST*, który osiągnie oczywiście największą swą wartość, gdy kąt *CTS* będzie prosty, t. j. przy pierwszej i ostatniej kwadrze.

Lecz my sądzimy o ruchu Ziemi z pozornego ruchu Słońca, ten więc ruch będzie zakłócony tak, jak poprzedni. Co $14\frac{1}{2}$ dnia Słońce będzie się śpieszyło lub spóźniało względem swego normalnego położenia o powyższy mały kąt. Kwestja więc przedstawia się tak oto: Czy w ruchu pozornym Słońca dookoła Ziemi istnieje poza częścią eliptyczną mała nierówność, znikająca przy pełni i nowiu, a osiągająca swą wartość najwyższą, w tym lub przeciwnym kierunku, podczas kwadr?

A jeżeli tak jest, to jaka jest wielkość tej nierówności? Drobiazgowe roztrząsnięcie obserwacji Słońca rozstrzygnęło te pytania: wykazało ono przy kwadrach najwyższe odchylenie wprzód lub w tył o 6″,5.

Wracając do fig. 2, wiemy więc, że *ST* równa się około 400 razy *LT* i że w trójkącie *STC* założonym jako prostokątny u *T*, kąt *TSC* równy jest 6″,5; najprostszy rachunek pozwala otrzymać stosunek $\frac{LC}{TC}$, równy on jest, jak się okazuje, 81. Tak więc masa Księżyca stanowi $\frac{1}{81}$ część masy Ziemi.

Możnaby zadać sobie pytanie, czy łatwo jest wykazać małą nierówność 6″,5 w ruchu pozornym Słońca. W odpowiedzi wystarczy zauważyć, że wynikiem tej nierówności będzie przyśpieszenie lub opóźnienie przejścia Słońca przez południk o cztery dziesiąte sekundy czasu. Między pierwszą i ostatnią kwadrą Księżyca, będzie więc w porównaniu z prawidłowym ruchem Księżyca różnica ośmiu dziesiątych, t. j. prawie całej sekundy czasu.

Jestto ilość dostrzegalna. Za jednym razem możnaby się może omylić o $^1/_4$ tej wartości; ale jesteśmy w stanie powtórzyć to określenie co miesiąc. Od czasu obserwacji Bradleya (1760) do dni naszych, możnaby było powtórzyć pomiar ten 1 600 razy w jednym i tym samym obserwatorjum. Pojmujemy więc, że w ten sposób dochodzi się do zadawalającej dokładności.

Nie jest że wynikiem prawdziwie zadziwiającym, że astronom może znaleźć masę Księżyca, obserwując regularnie Słońce?

Powiedzieliśmy wyżej umyślnie, że masa Księżyca może być określona przez zwichnięcia, jakie wywołuje on w ruchach Ziemi; wiadomo, że Ziemię rozważać można, jako biorącą udział w dwu ruchach: w ruchu obiegowym dookoła Słońca i w ruchu obrotowym koło swej osi.

W tym ostatnim ruchu Słońce przyłącza się do Księżyca, by wywołać wiekowe przesunięcie osi Ziemi, precesję punktów równonocnych, której okres wynosi 26000 lat.

Lecz oprócz tego ogólnego ruchu, na skutek którego biegun niebieski zakreśla okrąg o 47° średnicy w 26000 lat, istnieje inny jeszcze ruch kołysania się koło położenia średniego, który odtwarza się w okresach $18^2/_3$ roku i który wywoływany jest jedynie przez Księżyc. Ten ruch kołysania się może przesunąć biegun o 18″,5 w $18^2/_3$ roku; wyraża się on przez zmianę położeń gwiazd, i z wielkości tych zmian można wywnioskować wartość masy Księżyca.

Nie Słońce już więc należy obserwować, lecz gwiazdy; wynik jest niemniej zadziwiający. Przesunięcie jest bardziej uczuwalne, niż w wypadku Słońca, ale należy czekać 8 lat na zmianę całkowitą; prawda, iż można korzystać ze znacznej liczby gwiazd, by zwiększyć dokładność wyniku.

Wreszcie, jeżeli dwa ruchy, o których mówiliśmy wyżej, stanowią zupełny ruch Ziemi w układzie słonecznym, to oprócz nich rozważyć jeszcze należy ruchy oceanu na powierzchni Ziemi, czyli przypływy i odpływy. Zjawisko to, jak wiadomo, wywołują połączone przyciągania Słońca i Księżyca; udział Księżyca w tym zjawisku wynosi około

$2\frac{1}{2}$ raza wzięty udział Słońca. Wiążąc w odpowiedni sposób obserwacje przypływów, dokonane w Brest podczas bardzo długiego okresu czasu, zdołano wyodrębnić każdy z wpływów, uwydatnić ruch Księżyca i w ten sposób określić jego masę.

19. ***Masy satelitów Jowisza.*** Pierwszy ze sposobów, zastosowanych dla Księżyca, nie dałby tutaj nic, naprzód dlatego, że małe nieprawidłowości, wywoływane w ruchu Jowisza przez jego satelity, zależą od czterech [1]) niewiadomych, t. j. mas tych satelitów; cowięcej: największy z tych satelitów, trzeci ze względu na odległość od planety, posiada masę mniejszą niż $\frac{1}{10\,000}$ część masy Jowisza, a zatym kąt, odpowiadający kątowi CST na fig. 2, jest bardzo mały. Pozostaje więc sposób, zastosowany do określenia masy Wenus: trzeba postarać się o uwydatnienie zwichnięć, wywieranych przez satelity wzajem na siebie.

Tego to dokonał Laplace w budzącej podziw teorji, która stanowić będzie bezwątpienia najwyższy z jego tytułów do hołdu potomności.

Niema mowy o streszczeniu tutaj tej teorji, gdyż pociągnęłoby to nas za daleko; zadowolimy się przytoczeniem liczb, otrzymanych przez Laplace'a dla mas satelitów, przyczym za jedność bierzemy masę Jowisza:

---

[1]) Obecnie od 5-ciu; w r. 1892 bowiem Barnard odkrył *piątego* satelitę Jowisza. Masa jego dotychczas ściśle oznaczona nie została. (Przypisek Tłumacza).

1-szy satelita . .	$\frac{1}{59\,000}$	3-ci satelita . .	$\frac{1}{11\,000}$
2-gi „ . . .	$\frac{1}{43\,000}$	4-ty „ . . .	$\frac{1}{23\,000}$

Masa trzeciego wynosi trochę więcej, niż podwójna masa Księżyca.

Satelity Saturna. Jak wiadomo, Saturn jest otoczony układem pierścieni i 8-ma satelitami, które czynią zeń jeden z najciekawszych przedmiotów nieba. Największy z nich, Tytan, może być dostrzeżony przez najsłabszą lunetę; to też Huygens odkrył go w r. 1655.

Luneta o otworze $0^{m},10$ pozwala widzieć Japeta, Rheę, Dione i Thetis, odkryte przez D. Cassiniego w Obserwatorjum paryskim między r. 1671 ym a 1684-ym. Enceladus i Mimas, których odkrycie w r. 1789-ym zawdzięczamy W. Herschlowi, są widoczne tylko za pomocą potężnych przyrządów.

Najsłabszy ze wszystkich wreszcie, Hyperion, odkryty jednocześnie przez Bonda i Lassella w r. 1848-ym, jest jednym z przedmiotów, najtrudniej dających się obserwować. Naprowadza to nas na myśl, że, jeśli w układzie satelitów Saturna istnieją zwichnięcia dostrzegalne dla nas, to pochodzić one będą głównie od Tytana.

Japet, satelita najbardziej oddalony od planety, porusza się po orbicie, pochylonej bardzo uczuwalnie do płaszczyzny pierścieni, która zawiera prawie ściśle orbity siedmiu innych satelitów. Jeżeli Tytan może wywołać w biegu Japeta zwichnięcia dostrzegalne, to uwydatnią się one głównie

na węźle orbity Japeta, który otrzyma na skutek tego ruch wsteczny.

Roztrząśnięcie ciekawego, lecz mało dokładnego doświadczenia, dokonanego przez Cassini'ego w r. 1714-ym, okazało, iż masa Tytana wynosi conajmniej $\frac{1}{11\,000}$ część masy Saturna.

Ruchy Hyperiona pozostawały bardzo zagadkowemi, aż do lat ostatnich; należy naprzód powiedzieć, że od czasu swego odkrycia satelita ten nie był prawie wcale obserwowany do r. 1875-go, niewątpliwie wskutek swych niezmiernie małych rozmiarów; odtąd A. Hall śledził go regularnie przez wielką lunetę w Waszyngtonie, tę samą, która pozwoliła mu w r. 1877 odkryć satelity Marsa.

Po licznych próbach Hall poznał, że wielka oś eliptycznej orbity Hyperiona ulega poważnemu ruchowi obrotowemu, jednostajnemu i wstecznemu, dokonywa pełnego obrotu mniej więcej w 18 lat. Pozostawało znaleźć przyczynę tak poważnego wpływu; spotkano tu jeden z najosobliwszych wypadków teoretycznych, wyjaśnionych przez prace Newcomba, Tisseranda, O. Stone'a i Hilla. Z rachunku dwu ostatnich astronomów mianowicie wynika, że masa Tytana równa się $\frac{1}{4\,700}$ części masy Saturna, t. j. około półtora raza wziętej masie Księżyca.

Jestto dotychczas jedyna pozytywna dana, jaką posiadamy o masach satelitów. Fotometryczne badania Pickeringa pozwalają znaleźć mniej lub bardziej wiarogodne wartości średnic innych satelitów w porównaniu do Tytana; zakładając jednako-

wą gęstość dla wszystkich, otrzymano następujące liczby, co do których można poczynić wiele zastrzeżeń; (masa Saturna przedstawiona jest przez 1):

Mimas	$\frac{1}{500\,000}$	Rhea	$\frac{1}{32\,000}$
Enceladus . .	$\frac{1}{270\,000}$	Hyperion . .	$\frac{1}{1\,800\,000}$
Tethis . . .	$\frac{1}{75\,000}$	Japet	$\frac{1}{110\,000}$
Dione	$\frac{1}{85\,000}$		

Widzimy, jak wielką być musi przewaga Tytana, który odgrywa w układzie Saturna rolę analogiczną do roli Jowisza w układzie planetarnym.

Całkowitą masę pierścieni określa się, obserwując małe ruchy obrotowe, które przyciąganie ich nadaje wielkim osiom orbit satelitów; otrzymana w ten sposób wartość tej masy stanowi $\frac{1}{620}$ część masy Saturna.

Nie wiadomo nic dokładnego o masach satelitów Urana i Neptuna.

Oba satelity Marsa są bardzo małe; fotometryczne rozważania naprowadziły astronomów amerykańskich na oznaczenie ich średnic na około 10^{km}, co postawiłoby je między najmniejszemi asteroidami, znanemi obecnie. Przyjmując tę wartość 10^{km}, zauważono, iż można było widzieć zewnętrznego satelitę w chwilach, gdy odległość jego od Ziemi równa była siedm miljonów razy wziętej jego średnicy; jestto mniej więcej stosunek kuli o średnicy

$0^m,1$, która byłaby widzialną na odległości z Paryża do Marsylji. Porównanie to nadaje się dobrze do zdemonstrowania pojęcia o potędze spółczesnych przyrządów.

20. ***Masy niektórych gwiazd.*** Po poznaniu mas rozmaitych ciał układu planetarnego, bardzo naturalnym było postarać się o wyrobienie sobie pojęcia o masach gwiazd. Było to niemożliwością za czasów Newtona i dopiero w trzy ćwierci wieku po jego śmierci jedno z podstawowych odkryć w dziedzinie obserwacji pozwoliło zrobić kilka pewnych kroków po tej nowej drodze: mówimy o dokonanym w r. 1802-gim przez Herschla odkryciu ruchów względnych niektórych gwiazd podwójnych.

Wielki ten obserwator stwierdził w sposób niewątpliwy względne przesunięcia dwu składników pewnej ilości układów dwójkowych, przesunięcia, zmieniające odległość obu gwiazd, oraz kierunek prostej, która je łączy. Nowa ta gałęź astronomji rozwinęła się bardzo w ciągu tego stulecia; z jednej strony rozszerzono znacznie ilość układów, w których ruch względny wyraźnie się zaznacza, z drugiej zaś zdołano zauważyć, że kilka satelitów Herschla dokonało zupełnego obiegu dookoła swych gwiazd głównych.

Stwierdzono we wszystkich wypadkach, iż jedna z gwiazd zakreśla dookoła drugiej orbitę eliptyczną na kuli niebieskiej, stosując się do prawa pól. Prawa Keplera częściowo przeniesione zostały w ten sposób z układu słonecznego do znacznej ilości układów gwiazdowych.

Zauważono natychmiast, że te ruchy eliptyczne tłumaczyły się równie łatwo, jak ruchy planet

dookoła Słońca, przez założenie, że dwie gwiazdy jednego układu, przyciągają się według prawa Newtona. Ruchy te mogłyby co prawda być wytłumaczone również za pomocą szeregu innych praw, dobrze dziś znanych, ale prawdopodobieństwo tych praw jest prawie żadne; jedne z nich wymagają, by przyciąganie, wywierane przez gwiazdę, nie było jednakowe dla wszystkich punktów, położonych na tej samej od niej odległości, lecz w różnych kierunkach; według innych, przyciąganie rosłoby ponad wszelkie granice, wraz z oddalaniem się przyciąganego ciała. Mamy więc zasadę powiedzieć, że prawo Newtona nietylko przewodniczy ruchom układu słonecznego, ale że rządzi ono również ruchami gwiazd wielokrotnych.

Jeżeli w grupie dwójkowej gwiazdy przyciągają się w stosunku odwrotnym do kwadratu odległości, to zachodzi to nie dla tego, że odległość ich jest dosyć niewielka; zbliżenie się ma jedynie za skutek większe uwydatnienie ruchów i pozwala nam zmierzyć je we względnie krótkim przeciągu czasu Mamy prawo mniemać, iż dwie gwiazdy, znajdujące się na jakichkolwiek od siebie odległościach, przyciągają się według tego samego prawa, co dwie sąsiednie gwiazdy układu dwójkowego; ruchy, jakie stąd wynikają, staną się wreszcie dostrzegalne po upływie wieków, i teraz już powiedzieć można, że prawo Newtona słusznie zasługuje na nazwę *prawa ciążenia powszechnego*.

Śród gwiazd podwójnych istnieje kilka, których odległość od Ziemi jest znana. W tym wypadku można wyliczyć w metrach ilość, o jaką sa-

telita spada w sekundę ku gwieździe głównej; rachunek jest taki sam, jak dla planety i Słońca.

Należy wszakże zrobić doniosłą uwagę: omawiany spadek składa się z dwu części, ze spadku satelity na gwiazdę główną, rozważaną jako nieruchomą, i ze spadku gwiazdy głównej na satelitę, uważanego z kolei za nieruchomy; jest to wynikiem faktu, że obie gwiazdy przyciągają się *wzajemnie*, i że całkowite zbliżenie się jest sumą zbliżeń cząstkowych. Nie trudno pojąć, iż rzecz odbywa się tak, jak gdyby gwiazda główna uważana była za nieruchomą, ale masa jej zwiększona była o masę satelity. Tak samo dzieje się zresztą w układzie słonecznym, a jeśliśmy o tym nie mówili, to dlatego, ża wolno nam było zaniedbać masy planet w porównaniu z masą Słońca.

Można więc będzie określić spadek satelity w jedną sekundę i wyliczyć, jakim byłby ten spadek, gdyby satelita umieszczony był na odległości od swej gwiazdy głównej takiej, jak odległość Ziemi od Słońca. Ale wiemy, o ileby satelita spadł wówczas na Słońce, gdyż spadałby on jak Ziemia. Stosunek tych dwu spadków da stosunek sumy mas obu gwiazd do masy Słońca [1]).

---

[1]) Wzór, którego użyć należy, jest następujący:

$$\frac{m + m'}{M} = \left(\frac{a}{p}\right)^3 : T^2;$$

m i m' oznaczają masy dwu gwiazd, M masę Słońca; a jest wyrażonym w sekundach kątem, pod którym widzielibyśmy z Ziemi wielką półoś orbity satelity, gdyby ta półoś była prostopadła do promienia widzenia; p jest roczną para-

Oto liczby otrzymane dla czterech grup, których odległość od Ziemi jest, jak się zdaje, dobrze znana [1]).

	Suma mas
α Centaura. . .	1,8 razy wzięta masa Słońca
η Kasjopei . .	8,3 „ „ „ „
70 *p* Ophiucusa .	2,5 „ „ „ „
o^2 Erydanu. . .	1,0 „ „ „ „

Tak więc, oto gwiazda pierwszej wielkości α Centaura, której masa jest prawie podwójną masą Słońca; następnie gwiazda η Kasjopei, której blask umieścił ją jedynie wśród gwiazd 4-ej wielkości, posiada masę ośm razy większą od Słońca. Dwie ostatnie zakatalogowane są, jako gwiazdy wielkości 4½.

Nie jest że to wspaniały wynik, dowodzący w sposób bezpośredni i przekonywający, że wszystkie niezliczone gwiazdy są słońcami podobnemi do naszego, i że, odwrotnie, Słońce jest tylko gwiazdą, nie ważniejszą od gwiazd, figurujących w niższych klasach naszych katalogów!

Pozostaje omówienie podwójnej gwiazdy, szczególnego i bardzo ciekawego rodzaju.

21. ***Syrjusz i jego towarzysz.*** Wiadomo dzisiaj, że bardzo wielka ilość gwiazd posiada ruchy własne, które z Ziemi wydają się bardzo małemi: kilka sekund rocznie w rzucie na kulę niebieską. Ruchy

---

laksą układu dwójkowego, daną w ułamkach sekundy, T wreszcie oznacza czas, w latach i ułamkach roku, obiegu satelity po jego orbicie.

[1]) Paralaksy roczne 4-ch tych gwiazd są 0",80; 0",15; 0",17; 0" 22.

te mogły być dotychczas uważane za jednostajne: jeżeli oznaczymy położenia roczne na mapie niebieskiej o wielkiej skali, to stwierdzimy, iż rozłożone są one wszystkie na jednej prostej i w równych odstępach. Wystarczy więc określić raz na zawsze dwie stałe liczby, własne ruchy roczne co do wznoszenia prostego oraz zboczenia, a gdy raz liczby te będą dokładnie ustalone, to będziemy w stanie oznaczyć z góry położenie, jakie gwiazda zajmie na kuli niebieskiej w jakimkolwiek czasie.

Besslowi zawdzięczamy bardzo ścisłe określenie ruchów własnych 36-u gwiazd podstawowych; otrzymał je on, porównywając własne swe doświadczenia z doświadczeniami Bradleya.

Badania, dokonane przezeń przy tej okoliczności, doprowadziły go do nieoczekiwanego wyniku: ruch Syrjusza nie jest jednostajny. W rzeczy samej, oto błędy, które pozostawiłoby we wznoszeniach prostych Syrjusza, obserwowanych w ciągu prawie stulecia, przypuszczenie jednostajności jego ruchu; każdy z nich wyprowadzony jest ze znacznej liczby obserwacji.

	s		s
1755 . .	0,00	1825 . .	— 0,03
1767 . .	— 0,08	1828 . .	— 0,03
1800 . .	+ 0,03	1830 . .	+ 0,05
1806 . .	+ 0,02	1832 . .	+ 0,08
1815 . .	— 0,04	1835 . .	+ 0,19
1819 . .	— 0,08	1843 . .	+ 0,32

Prawidłowe zmiany, zachodzące w tych liczbach, zwłaszcza od r. 1828-go, gdy obserwacje stają

się częstszemi i dokładniejszemi, doprowadziły Bessla do sformułowania wniosku, że przypuszczenia *jednostajnej zmiany wznoszenia prostego Syrjusza niepodobna pogodzić z obserwacjami.*

Bessel zadaje sobie następnie pytanie, jaką może być przyczyna takiej zmienności ruchu własnego; i po głębokim zbadaniu rzeczy przyjmuje, że nieprawidłowości te muszą być wywoływane przez przyciąganie nieznanego ciemnego ciała, które również podlega zmiennemu ruchowi i pozostaje zawsze na względnie niewielkiej odległości od Syrjusza; innemi słowy, Syrjusz ma stanowić gwiazdę podwójną, której towarzysz jest niewidzialny.

Winniśmy dać tutaj wyjaśnienie, okazujące trafność hypotezy Bessla. Wyobraźmy sobie dwa ciała w ruchu, przyciągające się według prawa Newtona; w Mechanice dowodzi się, że ich środek ciężkości ożywiony jest ruchem jednostajnym prostolinijnym; koło tego punktu obraca się prosta, łącząca oba ciała, których ruchy są więc dość złożonej natury. Jeżeli masa jednego z nich jest wielka w stosunku do drugiego, pierwsze ciało będzie bardzo blisko środka ciężkości, będzie więc posiadało ruch prawie prostolinijny i jednostajny. Jeżeli masy niewiele się od siebie różnią, oba ruchy przedstawiać będą uczuwalne nieprawidłowości. Takiego właśnie rodzaju nieprawidłowości nie pozwalają, aby ruch własny Syrjusza był stałym.

Bessel zwraca uwagę na to, że istnienie ciemnego ciała w okolicy Syrjusza nie zawiera w sobie nic niemożliwego: pojmujemy, że istnieją ciała niebieskie, nie posiadające własnego światła, albo też już go nie posiadające, jak owa słynna gwiazda cza-

sowa Tycho-Brahego, która znikła, nie zmieniając miejsca, w gwiazdozbiorze Kasjopei.

W r. 1851-ym, po śmierci Bessla, C. A. F. Peters przedsięwziął sprawdzenie jego hypotezy, badając, czy jest możliwe zadawalające przedstawienie ruchów Syrjusza. Udało mu się to w przypuszczeniu, że gwiazda ta zakreśla elipsę koło środka ciężkości w ciągu 50-ciu lat, o mimośrodzie bliskim do 0,8, i że wreszcie najkrótsza odległość od środka ciężkości miała miejsce w r. 1791-ym.

Po Petersie, Safford, roztrząsając w r. 1861-ym zboczenie Syrjusza, uwydatnił i dla tej współrzędnej zmienność ruchu własnego i okazał, że tłumaczy się ona bardzo dobrze przez przesuwanie się gwiazdy po orbicie, analogicznej do wyprowadzonej przez Petersa ze wznoszeń prostych.

31 stycznia 1862 r. Alvan Clark w Bostonie, probując lunety, której objektyw sam był obrobił, odkrył małą gwiazdę niemal w promieniach Syrjusza, bo zaledwie o 10″ od jego środka.

Kierunek prostej, poprowadzonej od Syrjusza do tej małej gwiazdy, zgadzał się dość dobrze z kierunkiem, wynikającym z elementów Petersa; stało się więc prawdopodobnym, że słaby satelita, odkryty przez Clarka, jest tożsamy z zakłócającym ciałem, którego istnienie podejrzywał Bessel.

W chwili odkrycia Clarka Auwers zajęty był ogólnemi badaniami, mającemi na celu określenie orbity Syrjusza za pomocą ogółu obserwacji wznoszeń prostych i zboczeń (około 7000 obserwacji wznoszeń prostych i 4000 zboczeń).

Otrzymał on czas obiegu równy 49,4 roku oraz mimośród 0,601, znacznie mniejszy od mimośrodu

Petersa. Gdy orbita Syrjusza jest już znana, łatwo jest wyprowadzić z niej orbitę satelity, rozporządzając wszakże jedną zmierzoną odległością, gdyż w jakimkolwiek czasie odległość Syrjusza od jego towarzysza równa jest odległości jego od środka ciężkości, pomnożonej przez stosunek sumy obu mas do mniejszej.

Pierwsze obserwacje towarzysza dały dla jego odległości od gwiazdy wartość około trzech razy większą od odpowiedniego promienia orbity Syrjusza; wynikało stąd, że masa Syrjusza wynosi mniej więcej dwa razy wziętą masę jego towarzysza.

Bardzo więc było łatwo przepowiedzieć na parę lat z góry położenie satelity. Z drugiej strony, nie omieszkano określić tego położenia przez obserwacje i porównać jedno do drugiego. Następująca tablica daje pojęcie o wynikach tego porównania; wskazuje ona dla dość znacznej liczby lat różnicę między wartościami wyliczonemi a zaobserwowanemi kąta, utworzonego przez promień, łączący Syrjusza z jego towarzyszem, z promieniem stałym:

	0		0
1862 . .	+ 0,2	1877 . .	+ 6,5
1865 . .	+ 2,8	1878 . .	+ 6,2
1868 . .	+ 4,3	1879 . .	+ 5,8
1871 . .	+ 6,7	1880 . .	+ 5,8
1874 . .	+ 7,1	1884 . .	+ 6,3
1875 . .	+ 7,0	1887 . .	+ 5,9
1876 . .	+ 6,5		

Zgodność nie jest zupełnie zadawalającą; zadawala ona jeszcze mniej, gdy porównamy odległości. Trzeba atoli zauważyć, że od r. 1871-go do

1887-go, powyższe różnice mogą być uważane za niemal stałe i wahające się koło 6°,5; trudno więc przypuścić, że satelita Clarka nie jest w bliskim związku z satelitą Bessla, kiedy widzimy, że promienie ich zakreślają w dwadzieścia lat kąt 40°, pozostając zawsze na tej samej odległości.

Jeżeli wziąć pod uwagę, że orbita Auwersa oparta jest na nieprawidłowościach wznoszenia prostego Syrjusza, nie dosięgających $^1/_3$ sekundy czasu, jeśli następnie pomyśleć o systematycznych, nieuniknionych błędach obserwacji, kiedy idzie o porównanie ciała tak słabego, jak ów towarzysz, do najbardziej błyszczącej z gwiazd, tedy uprawnioną jest nadzieja, że po dopełnieniu pewnych poprawek w elementach orbity, dojdzie się do przedstawienia w sposób zadawalający zarówno położeń Syrjusza, jak i jego satelity.

Jeśli przyjmiemy dla odległości Syrjusza od Ziemi wartość, wynikającą z obserwacji Gilla [1]), to okaże się, że suma obu mas równa jest 4,4 masy Słońca; masa Syrjusza wynosiłaby więc 3, a masa jego towarzysza $1^1/_2$ masy Słońca; odległość Syrjusza od jego towarzysza byłaby bardzo mało co większa od odległości Urana do Słońca.

L. Struve, roztrząsając ogół obserwacji η Kasjopei, zdołał określić, podobnie jak dla Syrjusza, małe nieprawidłowości w ruchu własnym gwiazdy głównej; łatwo zrozumieć, po powyższych wyłuszczeniach, że potrafił on wyprowadzić z nich masy gwiazd składowych, równe odpowiednio 6,6 i 1,7 raza wziętej masie Słońca.

---

[1]) Paralaksa roczna 0'',38.

Niechaj będzie nam wolno w zakończeniu tego przydługiego Szkicu jedną jeszcze podać uwagę. W ciągu stuleci całych uważano Ziemię za środek świata, nakazując planetom, Słońcu, gwiazdom nawet, krążyć dokoła niej. Przyszedł Kopernik, i Ziemia zajęła jedno z najskromniejszych miejsc w orszaku planet, rządzonych przez Słońce. A oto i Słońce staje się jedną z nielicznych gwiazd Drogi mlecznej, a sama Droga mleczna jest zapewne z kolei jedną zpośród gromad gwiazd, obficie rozsianych w przestrzeni.

Ze wzrostem odkryć naukowych maleje więc coraz bardziej rola Ziemi w całości stworzenia. Napozór zdawałoby się to dla człowieka zasmucającym; ale jest się czym pocieszyć, skoro fizycznej swej słabości może on przeciwstawić wielkość i piękność zdobyczy swego umysłu, zwłaszcza w dziedzinie Astronomji: zważenie ciał niebieskich, oraz zbadanie ich składu chemicznego, drogą analizy widmowej.

O Księżycu i jego przyśpieszeniu wiekowym.[1]

...Quâ causâ argentea Phoebe
Passibus haud aquis graditur; cur, subdita nulli
Hactenus astronomo, numerorum fraena recusat;
. . . .

Te wiersze Halleya są echem kłopotów, jakich Księżyc przysparzał przed nim astronomom. Więcej jeszcze namozolili się nad nim matematycy w ciągu dwu wieków po wielkim odkryciu Newtona. Poważne postępy, osiągnięte w teorji jego ruchu, nie zdołały jej jednak wznieść do poziomu udoskonaleń, urzeczywistnionych przez obserwacje; nawet dzisiaj Księżyc stawia w pewnej mierze opór kleszczom Analizy. Hansen uwięził go w swych uczonych wzorach na przeciąg całego stulecia; lecz podczas ostatnich lat trzydziestu satelita nasz wysunął się z tych więzów w sposób niepokojący i domagający się dobitnie nowych wysiłków.

W krótkim tym Szkicu mamy zamiar przedstawić jeden z najbardziej interesujących punktów teorji Księżyca, jego przyśpieszenie wiekowe; ale

---

[1] Pisane w r. 1892-im.

wykład nasz będzie bardziej zrozumiały, jeżeli uprzednio rozejrzymy się w głównych nierównościach ruchu Księżyca.

1. Przeszło dwa tysiące lat temu astronomowie odkryli w długości Księżyca nieprawidłowość, lub, że użyjemy technicznego wyrazu, nierówność, polegającą na tym, iż ruch jego nie jest kolisty i jednostajny, i zdolną oddalić naszego satelitę o więcej niż 6^0, w obie strony, od jego położenia średniego. Dla nas wytłumaczenie tego faktu, jest bardzo proste: Księżyc nie zakreśla dookoła Ziemi okręgu, lecz elipsę.

Starożytni uczeni nie znali ruchu eliptycznego; niemniej jednak stwierdzali oni w obserwacji jego wyniki. Okres czasu, sprowadzający znowu omawianą nierówność, t. j. okres, oddzielający dwie jednakowe jej wartości, wynosi $27^1/_3$ dnia.

Wyliczmy ważniejsze nierówności, wypływające z innych przyczyn:

1^0 Linja prosta, według której płaszczyzna orbity przecina ekliptykę, t. j. linja węzłów, nie zachowuje niezmiennego kierunku: porusza się ona ruchem prawie jednostajnym w kierunku wstecznym i dokonywa pełnego obrotu w 18 lat.

Wynika stąd, że Księżyc może z czasem zająć wszystkie położenia, zawarte we wstędze nieba, rozpościerającej się o 5^0 mniej więcej po obu stronach ekliptyki, a przesuwałby on się tylko po niezmiennej linji, gdyby płaszczyzna jego orbity zachowywała stale to samo położenie. Wywołuje to bardzo rozmaite zjawiska: tak np., zdarza się niekiedy, że tarcza Księżyca przechodzi przed piękną gromadą Plejad i kolejno zakrywa jej gwiazdy; przy następ-

nej lunacji przejście odbywa się znowu, ale dalej od środka; niema ono już miejsca przy trzeciej lunacji, a całe to zjawisko odtwarza się dopiero po 18 latach.

2° Elipsa obraca się w swojej płaszczyźnie ruchem prawie jednostajnym w kierunku prostym, i oś wielka dokonywa pełnego obrotu w 9 lat mniej więcej.

Planety posiadają również oba te ruchy, ale jakaż jest różnica w prędkościach! Pełny obrót trwa tam setki tysięcy lat.

3° Istnieje nierówność okresowa długości, odkryta przez Ptolemeusza, zwana *ewekcją*, która może oddalić Księżyc o 1°16′ w obie strony od położenia, jakie zajmowałby on na swej elipsie; okres jej wynosi $31^1/_2$ dnia.

4° *Warjacja*, słusznie tak zwana, gdyż zmienia się bardzo szybko, posiada okres o $14^3/_4$ dnia tylko i może zakłócić położenie Księżyca o 39′ w tę i ową stronę. Nierówność tę odkrył Tycho-Brahe, ale zauważyli ją już astronomowie arabscy.

5° Wreszcie Tycho-Brahe odkrył również *równanie roczne*, którego okres wynosi rok, i które wznieść się może do 11′.

Każda z tych nierówności okresowych jest prosta; ale ich kombinacje wywołują najrozmaitsze i najbardziej złożone wpływy, i trudno wyrobić sobie pojęcie o przenikliwości, jakiej trzeba było, aby wyodrębnić je od siebie i określić ich wielkości oraz okresy. Nie znano jeszcze płodnego źródła, z którego wszystkie one wypływają; Newton odkrył je w swym prawie ciążenia i wskazał, jak można znaleźć wiele innych nierówności, mniej ważnych, czerpiąc z tegoż źródła.

2. Przystąpmy do niektórych wyników prawa Newtona; przedtym jednak będzie, być może, pożyteczne napomknąć o ważnej roli, jaką Księżyc odegrał w samym odkryciu tego prawa.

Powszechnie znane okoliczności, których przypominać nie będziemy, skierowały rozmyślania Newtona na ciężkość; siła ta, która działa na wszystkie ciała na powierzchni Ziemi i każe im spadać według linji pionowej, t. j. w kierunku środka, istnieje jeszcze na wierzchołkach najwyższych gór; wpływ jej powinien rozciągać się dalej, aż do Księżyca, słabnąc w pewnej mierze. Otóż Księżyc, aby zakreślać dookoła Ziemi swą prawie kolistą orbitę, musi znajdować się w każdej chwili pod działaniem siły, zwróconej ku środkowi Ziemi, gdyż inaczej podążyłby on ruchem prostolinijnym i jednostajnym w kierunku prędkości, jaką posiada w danej chwili. Czyżby siłą tą nie była ciężkość, działająca na odległość 50 razy większą od promienia Ziemi i osłabiona w pewnym, wymagającym określenia, stopniu? Pytanie to zadał sobie Newton.

Naprowadziło go ono w sposób naturalny na myśl, że siła analogiczna, ciężkość ku Słońcu, zmusza planety do zakreślania prawie kolistych orbit. Trzecie prawo Keplera wskazało mu, iż siła, działająca na każdą planetę, maleje, gdy przechodzimy od Merkurego do Wenus, od Wenus do Ziemi i t. d., i jest odwrotnie proporcjonalna do kwadratu odległości.

Księżyc tedy nasunął Newtonowi myśl o ciążeniu każdej planety ku Słońcu, a planety dostarczyły mu prawo zmniejszenia się tego ciążenia ze wzrostem odległości. Należało więc powrócić zno-

wu do Księżyca i przekonać się, czy siła, utrzymująca go w jego orbicie, jest w rzeczywistości 3600 razy (kwadrat 60-u) mniejsza, niż ciężkość na powierzchni Ziemi. Otóż w pierwszej sekundzie swego spadku ciała przebiegają 15 stóp paryskich lub 180 cali: Księżyc powinienby więc spadać w każdej sekundzie ku Ziemi o ilość 3600 razy mniejszą, t. j. o $^1/_{20}$ cala. Newton mógł z łatwością wyliczyć ten spadek Księżyca pod warunkiem, by wiadomy był promień orbity Księżyca, albo raczej promień Ziemi; wziął on wartość, przyjętą w Anglji, i znalazł tylko $^6/_7$ części $^1/_{20}$ cala. Lubo różnica była mała, to jednak kazała ona Newtonowi mniemać, iż siła, utrzymująca Księżyc w jego orbicie, nie składa się jedynie z ciężkości; porzucił on przeto swoją myśl pierwotną; działo się to w r. 1666-ym: Newton miał wówczas dopiero 23 lata. W r. 1682-im, a więc po 16-tu latach, był Newton obecny na posiedzeniu londyńskiego Towarzystwa Królewskiego, gdzie mówiono o nowym pomiarze stopnia ziemskiego, dokonanym właśnie przez francuskiego astronoma Picarda. Poprosił on o udzielenie mu wyniku (57060 sążni dla długości łuku jednego stopnia) i po powrocie do domu wziął się znowu do dawnego swego rachunku; tym razem znalazł ściśle $^1/_{20}$ cala dla spadku Księżyca ku Ziemi w ciągu jednej sekundy. Teraz mógł Newton sformułować swoje prawo ciążenia, albo raczej ciężkości powszechnej. Nie od rzeczy będzie powiedzieć parę słów o błędnej wartości promienia ziemskiego, figurującej w pierwotnych rachunkach Newtona. Gieografowie i marynarze angielscy posługiwali się wówczas, jako jednostką linjową, *milą* o 1760 *yardach*, którą uważali

za równą minucie gieograficznej, czyli 60-tej części promienia ziemskiego. Otóż mila ta, obecnie jeszcze używana w Anglji, równa się 1 609^{m}, podczas gdy minuta gieograficzna wynosi 1 852^{m}.

Różnica tych dwu miar odpowiada ściśle różnicy, która wstrzymała Newtona; otrzymałby on dostateczne przybliżenie, gdyby był użył pomiaru, dokonanego dawniej przez Fernela za pomocą ilości obrotów koła powozu w podróży z Amiens do Paryża.

W ten to sposób stracone zostały, dla Astronomji oczywiście, szesnaście lat gienjuszu Newtona [1]).

---

[1]) Cała ta historja, którą za innemi powtarza Tisserand, jest, jak się okazało, piękną bajką jedynie. Nasamprzód roczniki Towarzystwa Królewskiego (Philosophical Transactions), które Newton bezwątpienia czytywał regularnie, donosiły kilkakrotnie między r. 1672 a 1682 o nowych pomiarach Picarda; następnie doskonały artykuł w czasopiśmie „Edinburgh Review" (Październik 1843) dowodzi na podstawie nowych dokumentów w sposób zupełnie niezbity, że w ciągu tych lat Newton często porządkował i dopełniał swoje rachunki, dotyczące tej kwestji. Raz miało to miejsce w r. 1679-ym, gdy przyjaciel jego, wielki przyrodnik Hooke, zapytał go listownie o zdanie w kwestji praw spadku oraz ruchów ciał niebieskich, z prawami temi związanych. Ale wówczas nawet nie był Newton jeszcze w posiadaniu ostatecznych swych wniosków; był on zupełnie pochłonięty swą teorją barw i nie chciał myśleć o niczym innym. W sierpniu r. 1684-go Edmund Halley pobudził go do wykończenia swych na ten przedmiot poglądów. Halley świeżo przybyły z wyspy Św. Heleny, gdzie oddawał się obserwacji gwiazd półkuli południowej Nieba, zajął się kwestją praw ogólnych. Jak wszyscy niemal wielcy my-

3. Prawo ciążenia kazałoby Księżycowi zakreślać niezmienną elipsę, gdyby satelita nasz istniał sam na sam z Ziemią; stanowi to *zagadnienie dwu ciał*, które w zupełności umiemy rozwiązać za pomocą rachunku.

Atoli nie wolno pomijać działania Słońca; należy liczyć się z jego przyciąganiem, albo raczej z różnicą z jaką przyciąga on Ziemię i Księżyc.

Możnaby mniemać, iż różnica ta jest bardzo mała, na skutek wielkiego oddalenia Słońca; ale masa jego tak jest wielka, że ostatecznie wywierany wpływ daje się poważnie uczuć: tak np., podczas pełni siła, pochodząca od Słońca, wynosi prawie ściśle setną część siły, której źródłem jest Ziemia.

Jasne jest, że wynikają stąd znaczne zakłócenia w ruchu Księżyca; można obliczyć je z góry, i trzeba, aby znalezione w ten sposób wartości, były

---

śliciele owej epoki, wpadł on na ślady teorji ciążenia, ale nie będąc w stanie wypracować sobie pojęć jasnych i pozbyć się licznych wątpliwości, zwrócił się po radę do Hooke'a i Wrena. Atoli pomoc ich nie zdołała go zadowolić. W sierpniu r. 1684-go jedzie Halley do Cambridge, aby zasięgnąć opinji Newtona. Pod wpływem nowego bodźca powrócił Newton do przejrzenia dawnych swych notatek. W listopadzie tegoż roku Halley powtórnie odwiedza Newtona—i tym razem słyszy z ust jego ostateczne już wyniki zaciekań nad ciążeniem. 10-go grudnia Newton przedstawia swą teorję Towarzystwu Królewskiemu,—w wykładzie skróconym; a w lutym r. 1685-go wykłada ją już w sposób zupełny. Takim był bieg tej sprawy w świetle prawdy historycznej. (Patrz np. Hettner „Historja literatury angielskiej od r. 1660 do 1770.” Wyd. polskie, str. 20—21).

(Przypisek Tłumacza).

tożsame z zaobserwowanemi, jeżeli jedyną przyczyną ruchów niebieskich jest prawo ciążenia powszechnego. W ten sposób postawione zostało po raz pierwszy słynne *Zagadnienie trzech ciał*: Trzy punkty materjalne, rzucone są w danej chwili z danemi prędkościami; przyciągają się one wzajemnie w stosunku odwrotnym do kwadratu odległości. Żąda się określenia ich położeń w jakimkolwiek czasie.

Jak widzimy, sformułowanie jest bardzo proste, a jednak zagadnienie to opierało się w ciągu dwu stuleci, usiłowaniom największych matematyków. Lagrange'owi zawdzięczamy wszystko, co wiadome jest o rozwiązaniu matematycznie ścisłym, a wszystkie późniejsze prace nie nauczyły nas niczego istotnie nowego. Ale na szczęście można się zadowolić rozwiązaniem przybliżonym, które staje się coraz dokładniejsze przez odpowiednie do potrzeby posunięcie się w przybliżeniach. Newton zrobił pierwsze kroki po tej drodze; zobaczył on, iż przyciąganie Słońca musi wywołać cofanie się węzła, przesuwanie się naprzód punktu przyziemnego, oraz powodować zmianę w równaniu rocznym; jego prace o tym przedmiocie, jakkolwiek niezupełne, stanowią może najwyższy przejaw jego gienjuszu.

Pierwszemi następcami Newtona byli Clairaut i d'Alembert, którzy stanowczo pchnęli zagadnienie na drogę Analizy; zawdzięczamy im wytłumaczenie ewekcji. Nastręczyła się poważna trudność: rachunek wskazywał, że punkt przyziemny ma dokonywać swego obiegu, zarówno jak węzeł, w 18 lat, gdy natomiast, według obserwacji trwa to tylko lat 9. Nie będąc w stanie wytłumaczyć tej sprzeczności, Clairaut przypuścił na chwilę, że prawo Newtona

wymaga wyrazu dopełniającego, odwrotnie proporcjonalnego do sześcianu odległości; wyraz ten byłby bardzo mały na wielkich odległościach, mianowicie w wypadku wzajemnego przyciągania się planet, a stawałby się znacznym dla Ziemi i Księżyca, bardzo wzajem bliskich,—i w ten sposób trudność byłaby usunięta. Ale nie było to prawdziwe rozwiązanie; Clairaut, wracając do swych pierwszych wyliczeń, przekonał się, że wymagały one uzupełnienia i znalazł wreszcie 9 lat dla obiegu punktu przyziemnego: prawo ciążenia wyszło nietknięte z tej próby krytycznej.

Do postępów teorji Księżyca przyczyniają się Euler, Laplace, Damoiseau, Plana, Poisson, Lubbock, de Pontécoulant, Hansen, Delaunay, Adams, Hill i inni. Już nie poomacku odkrywa się liczne nierówności jego ruchu; źródło ich wiadome jest teraz: wypływają one w sposób naturalny z przyciągania Słońca lub planet.

Ich wartości, określone naprzód przez rachunek, potym przez obserwację, w doskonałej są ze sobą zgodności, a zatym dostarczają coraz silniejszych i liczniejszych dowodów ścisłości prawa Newtona. Istnieje atoli jeden punkt, na którym zgodność pozostawia dziś jeszcze do życzenia, i o tym to punkcie chcemy pomówić obszerniej: jestto przyśpieszenie wiekowe.

4. W wypadku planet znajdujemy, że, z pominięciem nierówności okresowych, długość rośnie o równe ilości w równych czasach, lub, co wychodzi na jedno, że ruch średni jest stały. Księżyc stanowi jedyny wyjątek: gdy czas upływa równemi odstępami, odpowiedni ruch średni wzrasta. Dzieje

się to dla małego wyrazu proporcjonalnego do kwadratu czasu, który przedstawia przyśpieszenie wiekowe. Ciekawa ta osobliwość została odkryta przez Halleya i stwierdzona przez Dunthorne'a, Tobjasza Mayera i Lalande'a, którzy wyznaczyli przyśpieszeniu wartości, zawarte między 6″,7 i 10″. Astronomowie sięgnęli do niektórych dawnych zaćmień, podanych w *Almageście*, do zaćmień, obserwowanych przez Arabów, i wreszcie do obserwacji nowożytnych; mieli oni w ten sposób trzy epoki, ograniczające dwa odstępy czasu, i dla każdego z nich mogli wyliczyć ruch średni: druga wartość okazała się większą od pierwszej.

Kiedy mówimy, że przyśpieszenie wiekowe wynosi 10″, to znaczy to, że w ciągu jednego wieku, poza swą prawidłową zmianą postępową, długość Księżyca wzrasta o 10″, po dwu wiekach o 40″, po trzech o 90″ i t. d. Widzimy więc, iakiej wagi nabiera to przyśpieszenie dla czasów odległych: np., podczas dwudziestu ostatnich wieków, wynikła stąd zmiana o 10″, pomnożone przez kwadrat 20, t. j. o 4000″, czyli o więcej niż jeden stopień, co przesuwa Księżyc na kuli niebieskiej o dwa mniej więcej razy wziętą jego średnicę pozorną.

5. Gdy więc obserwacja ustaliła niezbicie fakt przyśpieszenia wiekowego, należało znaleźć jego przyczynę teoretyczną. Wiele usiłowań podjęto napróżno; między innemi pracował nad tym przedmiotem Lagrange. Laplace'owi powiodło się znaleźć pożądane rozwiązanie; dowiódł on, iż bardzo powolne zmniejszanie się mimośrodu orbity ziemskiej musi mieć za skutek przyśpieszenie ru-

chu Księżyca [1]). Wydaje się zrazu, iż między dwoma temi faktami nie zachodzi żaden związek; Laplace dowiódł ich solidarności; można jednak zauważyć, że, jeżeli orbita ziemska stale się zaokrągla, to z biegiem stuleci muszą stąd wyniknąć zmiany w odległościach od Słońca do Ziemi i do Księżyca, i, co za tym idzie, lekkie zmiany w perturbującym działaniu Słońca, których postępowe nagromadzenie się może się stać uczuwalne.

Obserwacja wyprzedziła teorję w odkryciu przyśpieszenia; w rękach Laplace'a teorja odbija sobie szczodrze to wyprzedzenie. W rzeczy samej, wiadomo, iż mimośród ziemskiej orbity nie zawsze będzie malał; przestanie on się zmniejszać za 24000 lat mniej więcej, aby następnie bardzo długo rosnąć. Wynika stąd, że, po upływie wieków, przyśpieszenie Księżyca ustąpi miejsca wiekowemu opóźnieniu. Czyż przepowiednia na tak długi termin nie daje imponującego pojęcia o potędze teorji?

Laplace znalazł dla przyśpieszenia wiekowego wartość 10″, a że liczba ta różniła się bardzo mało od liczb, otrzymanych przez Dunthorne'a i i Lalande'a, przyjęto ją bez kwestjonowania, i zagadnienie wydawało się ostatecznie rozwiązane w sposób jaknajbardziej zadawalający.

---

[1]) Zmiany wiekowe mimośrodów wywołują w biegu wszystkich planet przyśpieszenia wiekowe, które atoli są bardzo małe i pozbawione dostrzegalnego wpływu; z tym zastrzeżeniem tylko można powiedzieć, że Księżyc jest jedynym ciałem układu słonecznego, posiadającym przyśpieszenie wiekowe.

6. A jednak wprowadził je w nową fazę nowy sposób kontrolowania Tablic Księżyca, podany przez Baily'ego w r. 1811-ym. Uczony ten zwrócił uwagę na kilka całkowitych zaćmień Słońca, wspomnianych w sposób mniej lub więcej nieokreślony przez starożytnych historyków, zaćmień, których rozważanie może doprowadzić do wyników ważnych dla chronologji; to też nazwano je zaćmieniami chronologicznemi. Aby zrozumieć rolę tych zaćmień w zajmującej nas kwestji, musimy wdać się w niektóre szczegóły.

W przeciwieństwie do całkowitych zaćmień Księżyca, widocznych jednocześnie na całej jednej półkuli ziemskiej, całkowite zaćmienia Słońca mogą być obserwowane jedynie w bardzo wąskim pasie, utworzonym przez ogół punktów Ziemi, położonych w cieniu rdzennym Księżyca.

Wynika z tego, że całkowite zaćmienia Słońca są w pewnym danym miejscu niezmiernie rzadkie: tak np. w ciągu całego XVIII i XIX wieku widziano w Paryżu tylko jedno, w r. 1724-ym. W Londynie przez 575 lat nie obserwowano ani jednego, a to od r. 1140-go do 1715-go. Zrozumiałe jest, że, jeśli zmienimy choć trochę położenie, wyznaczone dla Księżyca przez teorję w chwili środka zaćmienia, to pas całkowitości zaćmienia przesunie się na powierzchni Ziemi tak, że miejscowość, która poprzednio była wewnątrz tego pasa, będzie mogła się z niego wysunąć, i zaćmienie w miejscowości tej przestanie być całkowitym. Przypuśćmy, że historja wspomina o jakimś starożytnym całkowitym zaćmieniu Słońca, obserwowanym w danym miejscu, nie podając daty, ale data ta może się wahać

w pewnych granicach jedynie. Za pomocą obecnych Tablic Słońca i Księżyca określimy, jakie całkowite zaćmienia Słońca mogły być widoczne we wskazanym miejscu. Naogół można będzie bez trudu wybrać to, o które idzie, kierując się niezupełną chronologją, jaką się rozporządza. Niewiadoma data zaćmienia będzie więc w ten sposób ściśle określona, a stanowi to już poważny wynik. Nadto będzie można zobaczyć, jakie małe zmiany możnaby wprowadzić do teoretycznego położenia Księżyca tak, aby zaćmienie nie przestało być całkowitym w danym miejscu. Pojmujemy więc, że, ze względu na bardzo odległy czas zjawiska, można powiedzieć, czy możliwe jest przyjęcie dla przyśpieszenia wiekowego wartości 6″, 8″, 10″ lub więcej.

Atoli wniosek będzie prawowity jedynie, jeśli będziemy pewni:

Że wspomniane zjawisko jest w rzeczy samej zaćmieniem Słońca;

Że zaćmienie to było całkowite;

Że wiemy ściśle, w jakim punkcie Ziemi je obserwowano;

I wreszcie, że nie można wahać się między dwoma całkowitemi zaćmieniami, widocznemi w tym samym miejscu.

Pomysły Baily'ego podjęte zostały nanowo przez Airy'ego w r. 1853-im i 1857-ym i zastosowane do pogłębiającego roztrząsania pięciu zaćmień chronologicznych, a mianowicie zaćmień: Talesa, w Larysie, Kserksesa, Agatoklesa i przy Stiklastadzie. Uczony dyrektor Greenwichskiego Obserwatorjum wnosi, że, aby przedstawić te zaćmienia w sposób zadawalający, trzeba nadać przyśpiesze-

niu wiekowemu wartość conajmniej 12″, nawet raczej 13″; należałoby więc zwiększyć liczbę Laplace'a dość znacznie.

7. Zachodzi tutaj osobliwy zbieg okoliczności w dziejach nauki. W tym samym, 1853-im, roku Adams wykazywał, że liczba teoretyczna, otrzymana przez Laplace'a, powinna być zmniejszona, gdyż rachunek nie został posunięty dosyć daleko. Badania jego, potwierdzone przez badania Delaunaya, zmniejszyły znacznie przyśpieszenie, oznaczając jego wartość na 6″,1. Liczba ta, nie podlegająca dziś żadnej kwestji, stanowi zaledwie połowę liczby, wymaganej przez Airy'ego i Hansena, aby uczynić zadość starożytnym zaćmieniom. Istnieje więc między teorją a obserwacją kłopotliwa niezgodność. Usunięcie jej wymaga ponownego przejrzenia obserwacji i teorji, w celu przekonania się:

1° Czy wniosek, wyprowadzony z roztrząśnięcia zaćmień chronologicznych, jest uzasadniony w sposób zupełnie ścisły, i czy nie można znacznie zniżyć wartości 12″?

2° Przy założeniu, że zmniejszanie się mimośrodu Ziemi jest jedyną przyczyną zjawiska, przyśpieszenie jest równe 6″,1; ale czyż niema innej przyczyny, która, przyłączając się do pierwszej, mogłaby podnieść tę wartość o 6″?

Oto dwa punkty, które kolejno rozbierzemy.

8. *Zaćmienie Talesa.* Czytamy u Herodota:

Potym Lidyjczycy i Medzi prowadzili ze sobą wojnę przez pięć kolejnych lat; w wojnie tej często Medzi byli zwycięzcami Lidyjczyków, często też Lidyjczycy zwycię-

żali Medów; raz nawet bito się w nocy. Gdy więc wojna trwała dalej z jednakowym szczęściem dla stron obu, zdarzyło się w szóstym roku, że, kiedy pewnego dnia wojska się ścierały, nagle w środku bitwy dzień zmienił się w noc. Tales z Miletu przepowiedział był to zjawisko Jończykom, wskazując właśnie ten sam rok, w którym ono rzeczywiście miało miejsce. Lidyjczycy i Medzi, widząc, że noc zastępuje nagle dzień, zakończyli bitwę i zajęli się już jedynie staraniami, koło zaprowadzenia pokoju między sobą.

Prawdopodobne jest, że zjawisko, wspomniane przez Herodota, było całkowitym zaćmieniem Słońca, lecz miejsce, gdzie je widziano, nie jest podane; wiadomo tylko, że musiało ono znajdować się w Azji Mniejszej, lub przynajmniej bardzo blisko tego półwyspu. Data nie lepiej jest ustalona: Plinjusz umieszcza ją w 4-ym roku 48-ej olimpjady, Klemens z Aleksandrji około 50-ej olimpjady. Rozmaici autorzy, którzy o nim później mówili, zmieniają datę od 1-go października 583-go r., do 3-go lutego 626-go r. przed Chr. Dla Baily'ego zaćmienie miało mieć miejsce 30-go września 610-go r. Airy kładzie je na 28 maja 584-go r., opierając się na Tablicach Księżyca Damoiseau; ta data jest zresztą w zgodzie z datą Plinjusza i przedstawia, jak się zdaje, dość poważne rękojmie słuszności. Hansen popiera zdanie Airy'ego, zwracając uwagę na to, iż w r. 610-ym Tales miał dopiero 30 lat, i że trudno jest przypuścić, aby w tym wieku mógł on już być tak doświadczony w wyliczaniu zaćmień; jeśli przyjmiemy drugą datę, tedy miał on liczyć w chwili zaćmienia lat 54; dowód ten nie wydaje się wszakże rozstrzygającym. Newcomb poddał to zaćmienie bardzo ścisłemu roztrząśnięciu i znajduje, że trzy tylko punkty są z pewnością ustalone przez opowieść Herodota:

Że pewna bitwa między Lidyjczykami a Medami zakończyła się nagłą ciemnością;

Że 28 maja 584-go r. przed Chr. cień Księżyca przeszedł po Azji Mniejszej, jak to wynika z rachunków, opartych na Tablicach;

Że Tales przepowiedział pewne zaćmienie.

Ale nie uważa on, by było dowiedzione, że te trzy fakty ściągają się do jednego i tego samego zjawiska. W każdym razie można powiedzieć, że pewność w tym względzie się nie narzuca.

Zaćmienie w Larysie. Czytamy u Ksenofonta: „Kiedy Persowie zastąpili Medów u rządów, król Persów, oblegając to miasto (Larysę), nie mógł go wziąć na żaden sposób; ale chmura zakryła Słońce i wywołała taką ciemność, że ludzie wyszli z miasta, i w ten sposób zostało ono wzięte."

Według szczegółów, podanych przez Ksenofonta, wydaje się pewnym, że Larysa jest nowożytnem Nimrodem; a więc położenie miejsca obserwacji jest dobrze znane; ale czyż jest pewne, iż wzmiankowane zjawisko było zaćmieniem Słońca? Tekst mówi tylko, że chmura (νεφέλη) zakryła Słońce. Przyjmując, że było to zaćmienie, nie posiadamy jeszcze dowodu, iż mamy do czynienia z całkowitym zaćmieniem Słońca. Airy zakłada całkowitość tego zaćmienia i, badając za pomocą Tablic Księżyca Hansena wszystkie zaćmienia Słońca, które miały miejsce przez przeciąg 40-tu lat, zawierający prawdopodobną datę zjawiska, podanego przez Ksenofonta, znajduje, że 19 maja r. 557-go w Nimrodzie miało miejsce całkowite zaćmienie Słońca, dla którego pas całkowitości był bardzo wąski.

Zaćmienie Kserksesa. Miało ono miejsce podczas wyprawy Kserksesa przeciw Grekom w tym samym roku, co bitwa pod Salaminą. Herodot mówi, że wojsko opuściło swe zimowe kwatery za zbliżeniem się wiosny i że właśnie wyszło z Sard, kierując się ku Abydos, gdy Słońce przestało być widoczne, a noc zastąpiła dzień, chociaż nie było chmur, a niebo było nadzwyczaj jasne. Jestto oczywiście całkowite zaćmienie Słońca, co do którego wiemy, w którym roku się zdarzyło (rok bitwy pod Salaminą), w jakiej porze roku, i nieledwie o jakiej porze dnia (rano); nadto położenie miejsca, w którym je widziano, jest dobrze określone. Na nieszczęście Tablice wykazują, iż w owym czasie nie było całkowitego zaćmienia Słońca, widzianego w Sardach. Nie widzimy sposobu, aby pogodzić te dwa sprzeczne fakty. Airy znosi trudność, przypuszczając, że to mowa nie o zaćmieniu Słońca, lecz o zaćmieniu Księżyca, które miało miejsce 14-go marca 479-go roku przed Chr.; nie wydaje się jednak łatwym pogodzić to zastąpienie Słońca przez Księżyc z tekstem Herodota.

Zaćmienie Agatoklesa. Agatokles, który zamknięty był w porcie Syrakuz podczas blokady tego portu przez Kartagińczyków, skorzystał z chwilowej nieuwagi blokujących, aby wymknąć się i zwrócić ku brzegom Afryki, dokąd przybył po sześciu dniach. Podczas przeprawy morzem, drugiego dnia, był on świadkiem całkowitego zaćmienia Słońca.

Oto jak Djodor sycylijski podaje to zdarzenie:

Kiedy Agatokles był już otoczony przez nieprzyjaciela, z nastąpieniem nocy wymknął się on wbrew wszel-

kiej nadziei. Następnego dnia zdarzyło się takie zaćmienie Słońca, że można było mniemać, iż była zupełna noc, albowiem gwiazdy pojawiały się zewsząd. Tak, że żołnierze Agatoklesa, przekonani, iż bogowie przepowiadają im jakieś nieszczęście, byli w najwyższym niepokoju o przyszłość.

Tutaj, skoro mowa o pojawieniu się gwiazd wśród białego dnia, żadna już wątpliwość nie jest możliwa; jestto całkowite zaćmienie Słońca, jedyne może z zaćmień chronologicznych, którego całkowitość zupełnie jest pewna. Na nieszczęście nie znamy dokładnie drogi, obranej przez Agatoklesa po wyjeździe z Syrakuz. Nie wiadomo, czy udał się on wprost ku brzegom Afryki, czy też okrążył Sycylję, kierując się na północ od tej wyspy. W jakiej odległości od punktu wyjścia znajdował się on w chwili zaćmienia, w jednym lub w drugim przypuszczeniu? Niepodobna tego określić z dokładnością. Co do daty, panuje, jak się zdaje, zgoda: bierze się 15-ty sierpnia 510-go r. przed Chr. Przez osobliwą fatalność, mówi Newcomb, granice możliwe do przyjęcia w położeniu Agatoklesa, prawie dokładnie odpowiadają granicom, między któremi możemy zmieniać przyśpieszenie wiekowe; jedna z możliwych dróg nadaje przyśpieszeniu wartość 12″, druga 7″ lub 8″.

Zaćmienie przy Stiklastadzie. Zaćmienie to wydarzyło się podczas bitwy, wydanej przez chrześcijańskich wojowników, pod wodzą króla norweskiego Olafa Świętego, wojsku zbuntowanych chłopów pogańskich.

Snorre Sturlason mówi o tym, co następuje: „Pogoda była piękna i słońce świeciło, lecz po roz-

poczęciu się bitwy, czerwonawy odcień rozpostarł się po niebie i słońcu i, zanim bitwę skończono, ciemność stała się tak wielką, jak w nocy." Określono ściśle położenie pola bitwy, gdzie zaćmienie było widziane, co pozwoliło na oznaczenie daty tego zjawiska i, co za tym idzie, daty bitwy na 30-go sierpnia r. 1030-go. Otóż świeża praca, która, jak się zdaje, zasługuje na zaufanie, dowodzi, iż, według dokumentów historycznych, bitwa miała miejsce 29-go lipca 1030-go r. Jeżeli tak jest w rzeczywistości, to zaćmienie miało miejsce po bitwie, nic więc nie wiemy o położeniu miejsca obserwacji.

Streszczając powyższe wywody, możemy powiedzieć, że zaćmienia chronologiczne nie są podane z dokładnością dostateczną, aby można było wywnioskować z nich tę lub inną wartość przyśpieszenia wiekowego Księżyca; lepiej będzie, jak się zdaje, korzystać z nich jedynie dla wyświetlenia chronologji.

9. Jakąż więc wartość nadać przyśpieszeniu wiekowemu na podstawie ogółu innych obserwacji starożytnych? Nie mogą dzisiaj zadawalać określenia Dunthorne'a, Tobjasza Mayera i Lalande'a, oparte jedynie na części obserwacji i otrzymane za pomocą bardzo mało dokładnych Tablic Księżyca.

Newcombowi zawdzięczamy doniosłą pracę, obejmującą całość kwestji, i tej to pracy główne wyniki wyłożymy poniżej.

Wszystko, co ocalało z obserwacji starożytności, znajduje się w *Almageście* Ptolemeusza; podaje on wzmianki dość szczegółowe o dziewiętnastu zaćmieniach Księżyca, obserwowanych w Babilonie, Rodesie i Aleksandrji. Pierwsze miało miejsce w r.

820-ym przed Chr., w pierwszym roku niewoli żydów pod Salmanazarem za czasów Tobjasza; ostatnie w r. 136-ym po Chr.

Te dziewiętnaście zaćmień rozrzucone tedy są w przeszło ośmiu wiekach. Często podano chwilę początku i końca każdego zaćmienia, coprawda z dokładnością, pozostawiającą do życzenia, gdyż pomiar czasu był wówczas bardzo niedoskonały. Można jednak przyjąć, że błąd w każdej obserwacji nie przenosi pół godziny. Otóż średnia wszystkich obserwacji musi być dokładniejsza, niż każda obserwacja oddzielnie.

Można więc przyjąć, że w ciągu ośmiu wieków, bezpośrednio poprzedzających erę chrześcijańską, zaćmienia Księżyca miały miejsce średnio o pół godziny później, niż to wynika z Tablic Hansena. Długości Księżyca, podane przez te Tablice, są za wielkie, podobnie jak przyśpieszenie wiekowe, dla którego Hansen wziął wartość 12″.

Podejrzywano Ptolemeusza, że zmienił kilka z dawnych obserwacji, aby je lepiej pogodzić ze swojemi teorjami. Newcomb, po zbadaniu pogłębiającym tej kwestji, znajduje, iż opowieści *Almagestu* nacechowane są zupełną szczerością. Wolno tylko mniemać, że Ptolemeusz wybrał zpośród dawnych obserwacji, któremi rozporządzał, te tylko, które sprzyjały jego teorjom.

Ośm całych stuleci oddziela te obserwacje od najbliżej po nich następujących a nadających się obecnie do wyzyskania: mówimy o zaćmieniach, obserwowanych przez Arabów. Obserwacje te są zawarte w rękopisie arabskim, z którego zrobiono tylko pewne wypisy dla *Prolegomenów* Tycho-Brahego.

Rękopis ten, własność Uniwersytetu w Lejdzie, został pożyczony w końcu zeszłego stulecia rządowi francuskiemu i przetłumaczony w r. 1804-ym przez Caussina, profesora języka arabskiego w Collège de France, pod następującym tytułem: *Le livre de la grande Table Hakémite*... Dzieło to zawiera 28 zaćmień Słońca i Księżyca, obserwowanych w Bagdadzie i Kairze między rokiem 829 a 1004-ym.

Wielką doniosłość zwłaszcza zaćmieniom Słońca nadaje to, że w chwili pierwszego i ostatniego zetknięcia się określono przez obserwacje wysokości Słońca lub wysokości pięknych gwiazd, wprawdzie tylko z przybliżeniem do jednego lub do pół stopnia; osiągnięto w ten sposób po raz pierwszy racjonalną miarę czasu i godzinę określono z daleko większą dokładnością, niż w zaćmieniach Almagestu. Wynika stąd, że zaćmienia Arabów, jakkolwiek dwa razy mniej od nas w czasie odległe, niż Ptolemeusza, mogą ostatecznie posiadać dokładność prawie równoważną. Ciekawe byłoby wiedzieć, jak odbywały się obserwacje Słońca w chwili zetknięć z Księżycem; tłumaczenie Caussina mówi nam, że, w pewnych wypadkach przynajmniej, oglądano Słońce przez odbicie w wodzie. Według Tablic Hansena zaćmienia powinnyby zaczynać się średnio o siedm do ośmiu minut za wcześnie: przyśpieszenie 12″ okazuje się więc i tutaj zbyt wielkim.

Newcomb znalazł, że, aby przedstawić zaćmienia Ptolemeusza, należałoby przyjąć przyśpieszenie 8″,3; ja sam niedawno otrzymałem, prowadząc wyliczenia inaczej, liczbę 7″, jak widzimy, bardzo zbliżoną do liczby teoretycznej.

Zdaje się tedy, że krępująca niezgodność, która zdawała się istnieć między teorją a obserwacją, bliska jest zniknięcia. Jest jednak możliwe, że pozostanie jeszcze między obu wynikami ocenialna różnica, ale z pewnością będzie ona znacznie mniejsza, niż przypuszczano początkowo.

10. Czy można znaleźć przyczynę, zdolną wytłumaczyć tę różnicę? Wystarczyłoby, aby długość dnia stale się zwiększała, tak, iżby każdy dzień był dłuższy, niż poprzedni o ilość zawsze tę samą, choć bardzo małą. W rzeczy samej, zdajmy sobie sprawę z tego, w jaki sposób mierzymy czas: posługujemy się w tym celu dniami, godzinami, minutami, sekundami, a nawet ułamkami sekundy. Dni liczymy według ilości obrotów Ziemi koło jej osi; godziny, minuty i sekundy wymierzają z wielką dokładnością zegary astronomiczne, regulowane tak, aby wskazywały ściśle 0^g i 24^g na początku i na końcu dnia gwiazdowego. O tym, że Ziemia dokonała pełnego obrotu powiadamia nas powrót jednej i tej samej gwiazdy do południka określonego miejsca.

Przypuśćmy teraz, że każdy dzień dłuższy jest od poprzedniego o pewną stałą bardzo małą ilość, i obierzmy pewien dzień początkowy. Dni następne będą dłuższe od tego dnia o ilości proporcjonalne do liczb 1, 2, 3, 4,... Czasy, wymierzone przez 2, 3, 4, dni, będą więc za długie, a nadwyżki proporcjonalne do liczb

$$1+2,\ 1+2+3,\ 1+2+3+4,\dots$$

Sumy te, podwojone, stają się równe:

$$2\times 3,\ \ 3\times 4,\ \ 4\times 5,\dots$$

Po stu i więcej obrotach, czasy, oznaczone według ilości upłynionych dni, będą za długie o ilości proporcjonalne do

$$99 \times 100, \ 100 \times 101, \ 101 \times 102, \ldots,$$

lub prawie ściśle proporcjonalne do kwadratów 100, 101, 102,... t. j. do kwadratów liczb upłynionych dni[1]).

A więc, licząc czas tak, jak to robimy, znajdziemy, że ciała niebieskie przebiegły za wielkie przestrzenie, i dla każdego z tych ciał nadwyżki będą proporcjonalne do kwadratów czasów. Wszystkie one powinny więc posiadać pozorne przyśpieszenie wiekowe, tym większe, im dane ciało porusza się prędzej. Ruch Księżyca w porównaniu z ruchem planet jest szybki; gdyby więc postępowe przedłużanie się trwania dni istniało rzeczywiście, nicby nie było dziwnego w tym, że wpływ jego został stwierdzony jedynie w wypadku Księżyca. Możnaby więc było wytłumaczyć jego dodatkowe przyśpieszenia 1″, 2″... w przypuszczeniu, iż obrót Ziemi staje się stale wolniejszy.

11. Czy istnieje racjonalna przyczyna, mogąca wywołać ciągle zwalnianie ruchu obrotowego Ziemi? Nie byłoby żadnej, gdyby Ziemia była całkowicie sztywna i posiadała kształt niezmienny. Lecz $\frac{4}{5}$ Ziemi pokryte są oceanami, których poziom

---

[1]) Jestto zupełnie analogiczne do tego, co zachodzi przy spadku ciał w próżni; prędkości są proporcjonalne do czasów, a z tego wyprowadza się, że przebieżone przestrzenie są proporcjonalne do kwadratów czasów.

i powierzchnia zmieniają się każdej chwili przez przypływy i odpływy. Na możliwość ciągłego zwalniania obrotu Ziemi na skutek przypływów zwrócili już kilkakrotnie uwagę filozof Kant, R. Mayer, jeden z założycieli Termodynamiki, meteorolog amerykański Ferrel i wreszcie Delaunay. Postarajmy się zdać sobie sprawę z tego zjawiska.

W ogólnym rozpatrywaniu wyniku przypływów możemy ograniczyć się działaniem Księżyca, które znacznie przewyższa działanie Słońca. Załóżmy na chwilę, dla prostoty, że Ziemia, pozbawiona swego ruchu obrotowego, pokryta jest w całości oceanem, a Księżyc nieruchomy. Z elementarnej teorji przypływów wiadomo, iż powierzchnia mórz powinnaby przedstawiać dwa wywyższenia w kierunku Księżyca i w kierunku przeciwnym i dwa zniżenia pod kątami 90°. Lecz obrotowy ruch Ziemi pociąga te wywyższenia z zachodu na wschód; jedno więc z działań dąży do oderwania ich od kierunku Księżyca, z drugiej zaś strony dążą one do utworzenia się znów w tym samym położeniu, boć Księżyc właśnie jest ich przyczyną. Do wpływów tych należy przyłączyć tarcia, dokonywające się w głębi mórz. Nie znając wartości tych tarć, możemy wyobrazić sobie ich końcowy wynik, przypuszczając, iż wspólna oś wywyższeń tworzy stały kąt w kierunku wschodu z promieniem, łączącym środek Ziemi z Księżycem. Zatym określony południk Ziemi przechodzić będzie na skutek ruchu obrotowego Ziemi naprzód przez Księżyc, potym przez sąsiednie wywyższenie; innemi słowy, w określonym miejscu morze wysokie (najwyższy punkt przypływu) będzie miało miejsce po przejściu Księ-

życa przez południk. Na brzegach naszych (francuskich) stwierdza to ustanowienie portu (établissement du port), które wynosi średnio trzy godziny i odpowiada odchyleniu 45° między wzniesieniami płynnemi a kierunkiem Księżyca. Ale czyż nie widzimy bezpośrednio bez rachunku, że przyciąganie Księżyca dąży do sprowadzenia ku niemu dwu wzgórz, których ono jest pierwszą przyczyną? Wynika ztąd stały wysiłek, działający na Ziemię w kierunku przeciwnym do jej ruchu obrotowego, a więc wywołujący stałe zwalnianie tego ruchu.

Oznaczyć wartość tego zwalniania możemy jedynie za pomocą rachunku zgruba przybliżonego; przypuszczając np. dla całej Ziemi ustanowienie portu równe trzem godzinom i przyjmując 1 metr za wysokość najwyższego punktu przypływu nad średnim poziomem, znajdujemy, że obrotowy ruch Ziemi, w porównaniu z ruchem chronometru *opóźniłby się po upływie stulecia o dwadzieścia dwie sekundy.*

Wynikałoby stąd, z uwzględnieniem przyciągania przypływów na Księżyc, że wpływ ich mógłby wywołać w ruchu Księżyca przyśpieszenie wiekowe 6″, przedstawiające różnicę między przyśpieszeniem teoretycznym a przyśpieszeniem, podanym przez Airy'ego, wyprowadzonym z zaćmień chronologicznych.

Ale rachunek ten może dać tylko bardzo niedokładne pojęcie o tym, co się w rzeczywistości dzieje. Wiadomo, iż na znacznej ilości wysp Oceanu Spokojnego przypływy są prawie niedostrzegalne; prócz tego ustanowienie portu zmienia się dla różnych miejsc między bardzo szerokiemi gra-

nicami, i obecne dane nie pozwalają na wyznaczenie nawet przybliżonej jego wartości dla całej Ziemi. Prawdopodobnym się wydaje, że zachodzą kompensacje, zmniejszające znacznie podany powyżej wynik. Jakkolwiek jest, nie zawadzi zauważyć, że opóźnienie o 22 minut, które w ostatecznym razie możnaby przypisać Ziemi po stu latach, odpowiada *zwiększeniu się dnia tylko o jedną sekundę po upływie stu tysięcy lat.*

Wypada jeszcze powiedzieć słowo o wiekowym stygnięciu Ziemi, wynikającym z promieniowania jej w przestrzeń; pociąga ono za sobą powolne kurczenie się rozmiarów naszego globu, co, stosownie do praw Mechaniki, powoduje prawidłowe zmniejszanie się dnia, które, według Laplace'a, może dosięgnąć conajwyżej szóstej części sekundy po stu tysiącach lat. Ponieważ atoli działanie przypływów stanowczo zostało przesadzone w sumarycznym rachunku, o którym mówiliśmy, widzimy więc, że długość dnia podlega dwu przeciwnym wpływom, które, być może, są tego samego rzędu, i że ostatecznie jest możliwe, iż pozostaje ona zupełnie stałą.

Zbierając powyższe rozważania, dochodzimy do wniosku, że te z dawnych obserwacji, które wydają się najdokładniejszemi, dla wiekowego przyśpieszenia Księżyca dają wartość mało co większą od wartości teoretycznej, wyliczonej według odkrytej przez Laplace'a przyczyny. Jeśli istnieje różnica między obu wynikami, to można ją przypisać połączonemu działaniu przypływów i ostygania Ziemi.

12. Jeśli idzie o przedstawienie dokładnych obserwacji Słońca, dokonanych w ciągu dwu ubiegłych stuleci, to przyśpieszeniu wiekowemu możemy nadać jego wartość teoretyczną. W ten sposób zostaje usunięta, na pewien jeszcze czas przynajmniej, jedna z trudności, przeszkadzających udoskonalaniu Tablic Księżyca. Na nieszczęście istnieje jeszcze jedna, którą obalić jest wiele trudniej.

Tablice Hansena, nawet po uskutecznieniu ważnej poprawki, podanej przez Delaunaya, wykazują jeszcze błędy o blisko 15 sekund łuku w obu kierunkach, błędy, których okres wydaje się bliskim trzystu lat; wynikiem ich jest przyśpieszenie lub opóźnienie chwili przejścia Księżyca przez południk o jedną tylko sekundę. Jaka może być przyczyna tych małych nieprawidłości? Dzisiejsza Astronomja nic jeszcze o tym powiedzieć nie umie.

Zwichnięcia Księżyca, wynikające z działania Słońca, zostały wyliczone dwiema zupełnie różnemi drogami przez Hansena i Delaunaya. Wyniki są, rzecz można, tożsame, i obie teorje wspierają się w ten sposób wzajemnie. Dzieło Dalaunaya wymagało więcej niż 15 lat uporczywej pracy i stanowi prawdziwy pomnik naukowy. Ponieważ małe zakłócenie, które nas zajmuje, nie może być przypisane Słońcu, musimy tedy zwrócić się do planet, a mianowicie do Wenus; możliwe jest, że nie wzięto dotychczas pod ścisłą uwagę jej działania; mamy tu zagadnienie *czterech Ciał*, i sprawa komplikuje się osobliwie. Prawo ciężenia, które zwyciężyło dotychczas wszystkie przeszkody, najpewniej usunie

i ostatnią, zakłócającą zupełną zgodność teorji i obserwacji.

Niech nam będzie wolno w zakończeniu tego Szkicu, położyć nacisk na liczne względy, przemawiające do astronomów za niezaniedbywaniem teorji Księżyca.

1⁰ Księżyc, który odegrał pierwszorzędną rolę w odkryciu prawa ciążenia, poddaje to prawo ciągłej kontroli, zmuszając do wytłumaczenia w najdrobniejszych szczegółach wszystkich nieprawidłowości swego biegu.

Pogłębiające to badanie prowadzi do nieoczekiwanych wyników; tak np., określając przez obserwacje dwie z okresowych nieprawidłowości Księżyca, możemy wywnioskować spłaszczenie Ziemi i paralaksę Słońca, a wartości, otrzymane w ten sposób, nie ustępują w niczym, pod względem dokładności, bezpośrednim pomiarom, które wymagały tak dalekich ekspedycji.

2⁰ Ruch Księżyca, na skutek swej szybkości, ukazuje nam z góry rozwinięcie zwichnięć, które u planet będzie miało miejsce dopiero za lat tysiące; tak więc, wszystkie postępy, dokonane dziś w teorji Księżyca, z pewnością służyć będą teorjom planet w odległej przyszłości.

3⁰ Uważne badanie ruchu Księżyca w ciągu stuleci dostarczy nam cennych wiadomości o obrocie Ziemi i okaże, czy czas tego obrotu podlega jakim drobnym postępowym zmianom, pytanie najwyższej doniosłości ze stanowiska pomiaru czasu.

4⁰ Wreszcie, dokładna znajomość ruchu naszego satelity jest niezbędna marynarzom i po-

dróżnikom, którzy, w braku telegrafu, znajdują w nim najdokładniejszy środek określenia długości gieograficznej. Badanie ruchu Księżyca narzuca się więc natarczywie astronomom i obiecuje im nieocenione wyniki dla praktyki i dla czystej teorji.

O planetach przedmerkurowych.

Podczas ostatnich lat dwudziestu [1]) kwestja planet przedmerkurowych zwracała żywą uwagę astronomów oraz ogółu naukowego; wydaje nam się pożytecznym streścić obecny stan naszych o tym przedmiocie wiadomości. Rozpoczniemy od przypomnienia racji teoretycznych, które doprowadziły do przypuszczenia o istnieniu tych planet; wskażemy następnie obserwacje, podane, jako ściągające się lub mogące się ściągać do tych ciał. Badanie ruchów Merkurego nasunęło Le Verrierowi przypuszczenie, że między tą planetą a Słońcem istnieją jeszcze inne planety; od streszczenia teorji Merkurego wypada tedy zacząć.

CZĘŚĆ PIERWSZA.

Teorja Merkurego.

Starożytni astronomowie napotykali znaczne trudności przy przepowiadaniu, nawet zgruba, poło-

---

1) Pisane w r. 1882-im.

żeń Merkurego, a to głównie dla rzadkości obserwacji. Przy największych swych wydłużeniach Merkury oddala się od Słońca o ilość, zmieniającą się między 16° a 29°; przed wynalezieniem lunet można więc było obserwować tę planetę jedynie przez kilka chwil, wieczorem po zachodzie słońca lub rano przed jego wschodem, szukając ją uważnie przy świetle zmroku w czasie największych jej wydłużeń. Kopernik uskarżał się gorzko, że mgły, unoszące się ponad Wisłą, nie pozwoliły mu nigdy obserwować Merkurego.

Astronomowie starożytności przekazali nam ogółem szesnaście obserwacji Merkurego; są one podane w *Almageście* Ptolemeusza; siedm z nich, dokonanych przed początkiem naszej ery, polega na zaznaczeniu linji prostych, przechodzących przez tę planetę i pewne gwiazdy, oraz odległości kątowych od tych gwiazd; wszystko to ocenione zgruba; nie wiemy nawet, gdzie obserwacje te miały miejsce. Lalande, który poddał je roztrząśnięciu, mniema, że miejscem tym był Babilon; daty tych obserwacji zawarte są między r. 264-ym a 234 przed Chr.. Dziesięć pozostałych dostrzeżeń uskuteczniono za czasów Ptolemeusza między r. 130-ym a 141-ym po Chr. w Aleksandrji, przy pomocy astrolabji.

Szesnastu tych obserwacji, niezupełnie zresztą między sobą zgodnych, nie można wziąć obecnie za podstawę dokładnej teorji ruchów Merkurego; conajwyżej, możnaby ich użyć, jako sprawdzianu. Najdawniejszemi ścisłemi obserwacjami są obser-

wacje przejść planety po tarczy Słońca; w czasie swych dolnych złączeń planeta, znajdując się na niewielkiej odległości od ekliptyki, rzutuje się na tarczę słoneczną w kształcie małego czarnego kręgu, zakreślającego mniej lub bardziej długą cięciwę; notuje się możliwie ściśle chwile wewnętrznych zetknięć obu tarcz przy wejściu i przy wyjściu, i, za pomocą prostego rachunku, wyprowadza bardzo dokładny pomiar położenie Mekurego w środku zjawiska.

Kepler pierwszy odważył się na przepowiednię przejścia Merkurego przez Słońce; w r. 1627-ym, po ułożeniu swych Tablic Rudolfińskich, opartych na obserwacjach Tycho-Brahego, oznajmił on, że przejście takie będzie miało miejsce 7-go listopada r. 1631-go, z błędem możliwym około jednego dnia. Przejście to odbyło się w rzeczy samej w ośm dni przed śmiercią Keplera, który nie mógł już go obserwować.

Zauważono je w kilka punktach Europy: Gassendi obserwował je w Paryżu w Collège de France, rzutując obraz Słońca na arkusz białego papieru w ciemni (camera obscura).

Następują przejścia w r. 1661-go i 1677-go, z których pierwsze obserwował Heweljusz, drugie Halley na wyspie Ś-tej Heleny.

La Hire, mniemając, że zbudował ścisłe Tablice ruchu Merkurego, przepowiedział na 5-ty maja r. 1707-go przejście, które powinno było być widzialne w Paryżu; dnia tego niebo było wspaniale czyste, ale nic nie pojawiło się na tarczy Słońca; przejście odbyło się w nocy, i zaobserwowane zostało d. 6-go zrana przez Roemera w Kopenhadze.

Lalande udał się w celu obserwowania przejścia z. r. 1753 do Meudon, dokąd wezwał go Ludwik XV, żądny przyjemności oglądania Merkurego na Słońcu; Tablice La Hire'a naznaczyły wejście planety na 5-ty maja wieczorem, Tablice Halleya na 6-ty o 6^g 30^m rano; w rzeczywistości miało ono miejsce 6-go o 2^g 30^m rano.

Wobec tak oczywistej nieścisłości Tablic La Hire'a, Lalande postanowia zbudować nowe, w których korzysta z obserwacji Almagestu oraz z przejść, obserwowanych dawniej, i oznajmia przejście 4-go maja 1786 r., spodziewając się zapewne, że przepowiedział chwilę wejścia z przybliżeniem do kilku minut; następujące opowiadanie Delambre'a pokaże nam, jak bardzo Lalande się mylił:

„O wschodzie słońca, mówi Delambre, padał deszcz; wszyscy astronomowie Paryża znajdowali się przy swych lunetach; ale zmęczeni oczekiwaniem, opuścili swe stanowiska w pół godziny po wyliczonym momencie wyjścia (za pomocą Tablic Lalande'a), straciwszy wszystką nadzieję .... Postanowiłem czekać, aż przejdzie chwila, wskazana przez Tablice Halleya; nie potrzeba jednak było takiej wytrwałości: obserwacja nastąpiła o trzy kwadranse (53 m.) później, niż przepowiedział Lalande, lecz o trzy kwadranse wcześniej, niż twierdził Halley. Le Monnier i Pingré, Lalande i jego siostrzeniec, Méchain, Cassini i trzej jego andjunkci, wprowadzeni w błąd przez przepowiednię, chybili obserwacji. Pokazałam im moją tegoż wieczoru; prawie że nie chcieli wierzyć. Była to pierwsza obserwacja, którą przedstawiłem Akademji Umiejętności, i odtąd datuję mój zawód astronoma-obserwatora".

Stanowczo trzeba było uznać słuszność zdania Moestlina, który mówił w r. 1577-ym: „Rolą tej planety jest zdyskredytowanie sławy astronomów". Riccioli powiedział był również: „Ruchy żadnej planety nie wydają się tak złożonemi; niebieski Merkury jest równie nieprzenikniony dla astronomów, jak Merkurjusz ziemski dla alchemików".

Nie zniechęciło to jednak Lalande'a, i po poprawieniu swych Tablic [1]) mógł on się cieszyć dosyć ścisłą przepowiednią przejść z lat 1788, 1799 i 1802.

W r. 1813 pojawiły się tablice Merkurego, zbudowane przez Lindenau'a, które zaspakajały wymagania astronomów przez przeciąg blisko pół wieku.

Dochodzimy do prac Le Verriera; w pierwszej rozprawie, ogłoszonej w r. 1842-im, uczony ten astronom zebrał i roztrząsnął wszystkie dokładne obserwacje, jakiemi mógł rozporządzać; pominął on zupełnie obserwacje, podane w *Almageście*, i wyzyskał piętnaście następujących przejść planety po Słońcu:

3 maja 1661	7 listopada 1677
6 maja 1753	3 listopada 1697
4 maja 1786	9 listopada 1723
7 maja 1799	11 listopada 1736
5 maja 1832	5 listopada 1743

---

[1]) W pracy tej korzystał Lalande z obserwacji astronoma naszego Poczobuta. Jan Śniadecki pisze: z prac astronomicznych Poczobuta „znakomitsze są liczne położenia Merkurjusza, trudnego i mało przedtym uważanego planety. Szereg liczny tych obserwacji, posłany roku 1787 do Paryża, najwięcej posłużył astronomowi de la Lande do poprawienia pierwiastków biegu i do ułożenia nowych tablic tego planety." (Dzieła. Warszawa, 1839, t. II, str. 235).
(Przyp. Tłum.).

7 listopada 1756
9 listopada 1769
12 listopada 1782
5 listopada 1789
9 listopada 1802

Do tych obserwacji przejść dodał on około 400 obserwacji południkowych Merkurego, dokonanych w Obserwatorjum Paryskim od r. 1801-go do 1842-go. Należy, być może, żałować, że nie uwzględniono żadnej obserwacji południkowej z zeszłego stulecia; znalezionoby ich około setki w *Rocznikach Obserwatorjum* w Greenwich; d'Agelet dokonał był również wielkiej ilości obserwacji Merkurego między r. 1778-ym a 1781-ym w Obserwatorjum Szkoły Wojskowej, za pomocą ćwierci-koła Birda, tej samej, która później posłużyła do zbudowania Katalogu Lalande'a.

Jak widzimy, Le Verrier rozporządzał zbiorem obserwacji, obejmującym prawie dwa stulecia. Zdaje się, że był mało zadowolony z wyników tej pierwszej pracy, gdyż mówił w Akademji Umiejętności d. 2-go lipca 1849:

„Niezmienność ruchów średnich ciał niebieskich jest podstawą obserwacji od dwu tysięcy lat, a podstawa ta nabrała cech pewności matematycznej, naskutek prac matematyków francuskich, którzy dowiedli, że wzajemne działania planet rzeczywiście nie zmieniają ich ruchów średnich; jestto jeden z warunków, utrzymujących ład w naszym układzie planetarnym. To też pracując nad teorją Merkurego, byłem głęboko zdziwiony, gdym się przekonał, iż ruch średni tej planety, określony przez ostatnich 40 lat obserwacji, okazał się znacznie mniejszy, niżby to powinno było wynikać z porównania dawnych obserwacji z nowszemi....., i usiłowania moje, aby

otrzymać teorję, w której okoliczność ta nie miałaby miejsca, pozostały dotychczas bezowocnemi".

Widzimy, że Le Verrier również nie uniknął kłopotów, jakich Merkury przysparzał jego poprzednikom; ale nie był to człowiek, któryby porzucił raz podjęty przedmiot, zanim znalazł zadawalające rozwiązanie. W liście, zwróconym do Faye'a 12-go września r. 1859, tj. w siedmnaście lat po pierwszej swej pracy, Le Verrier podaje wreszcie główne wyniki, do jakich doprowadziło go ostateczne rozwiązanie; w tym to sławnym liście wskazuje on, jako bardzo prawdopodobne, istnienie jednej lub kilku planet przedmerkurowych.

Aby dać pojęcie, jak astronom ten doszedł do powyższego wniosku, musimy wejść w niektóre szczegóły.

Gdyby Merkury istniał sam na sam ze Słońcem, zakreślałby on, stosownie do praw Keplera, niezmienną elipsę; dokładna znajomość sześciu ilości wystarczyłaby, aby przepowiedzieć położenie planety w jakimkolwiek czasie; ilości te, zwane elementami ruchu eliptycznego, określają położenie płaszczyzny, kształt, rozmiary i miejsce elipsy w jej płaszczyźnie, i wreszcie położenie planety w chwili dowolnie obranej, jako punkt wyjścia. Teoretycznie trzy zupełne i ścisłe obserwacje Merkurego wystarczyłyby, aby określić te sześć elementów, a zatym pozwoliłyby wyznaczyć położenie planety w jakimkolwiek czasie; w praktyce, wobec nieuniknionych błędów obserwacji, wzięlibyśmy ogół obserwacji i wyprowadzili zeń za pomocą znanych metod najściślejsze wartości sześciu elementów niezmiennej elipsy, zakreślanej przez Merkurego.

Lecz Wenus znajduje się nieopodal i przez swe przyciąganie odchyla Merkurego w każdej chwili od idealnej drogi, którąśmy powyżej rozważali; możemy wprawdzie powiedzieć jeszcze, że planeta poruszać się będzie po elipsie, lecz elementy tej elipsy podlegać będą małym zmianom. Wyliczenie tych zmian jest złożonym zagadnieniem Mechaniki Niebieskiej; rozwiązanie tego zagadnienia wymaga, aby znana była pewna liczba, bez której niepodobna określić przyciągania, wywieranego przez Wenus na Merkurego na danej odległości: mówimy o masie Wenus.

Ziemia, Mars, Jowisz itd. wywołują w ruchu Merkurego inne jeszcze małe zakłócenia; będzie je można wyliczyć, jeśli znane będą masy Ziemi, Marsa i Jowisza; zwichnięcia te są mniejsze, niż zakłócenia, wywołane przez Wenus, i dają się przynajmniej wyliczyć z dostateczną ścisłością.

Wobec tego, zagadnienie, które Le Verrier miał rozwiązać, brzmiało jak następuje: przedstawić wszystkie obserwacje Merkurego, wyznaczając odpowiednio sześć elementów elipsy, którą ta planeta zakreśla w dowolnie obranej chwili, oraz masę Wenus.

Otóż doszedł on do wniosku, że wartość masy Wenus, którą wziął był za punkt wyjścia, winna być zwiększona conajmniej o 1/10 swej wartości. „Aby uniknąć tej konieczności, powiada Le Verrier, należałoby przypuścić, że w wielkich obserwatorjach, np. w r. 1743 i w r. 1753-im w Paryżu, przez doświadczonych obserwatorów, jak Lacaille, de L'Isle, Bouguer, Cassini'owie, popełnione zostały błędy kilkominutowe w oznaczeniu czasów faz (przejść Merkurego przez Słońce). Przypuszczenie zgoła niemożliwe! tym-

bardziej, że, nadto, te grube błędy miałyby się powtarzać w różnych czasach w sposób postępowy i prawidłowy!"

Jeśli, przeciwnie, przypuścimy, że Wenus posiada masę większą o 1/10 mniej więcej, to zdołamy wiernie przedstawić wszystkie obserwacje Merkurego, zarówno obserwacje przejść, jak południkowe.

A więc, powiecie, rozwiązanie jest bardzo proste: wystarczy przyjąć to powiększenie masy Wenus, a teorja Merkurego przedstawiać będzie pożądaną ścisłość, nawet dla najbardziej wymagających astronomów.

Niewątpliwie, zaprowadzilibyśmy w ten sposób ład w ruchu Merkurego, ale natomiast gdzieindziej wprowadzilibyśmy nieznośny nieład. Jeżeli Wenus zakłóca bieg Merkurego i oddala tą planetę od jej elipsy, to wywiera ona podobneż działanie i na Ziemię. Otóż ruchy Ziemi znamy dobrze z licznych obserwacji Słońca, zebranych od więcej niż stu lat we wszystkich obserwatorjach.

Le Verrier zbadał całość tych obserwacji; południkowe obserwacje Słońca, dokonane od r. 1750 do 1810, dały mu masę Wenus; wyprowadził on następnie tę masę z obserwacji od r. 1810 do 1850, i w obu wypadkach otrzymał tę samą wartość, tę mianowicie, którą wziął za punkt wyjścia w swej teorji Merkurego, nie zaś wartość o 1/10 od niej większą.

Cowięcej, wszystkie określenia nachylenia ekliptyki, dokonane od Bradleya do naszych czasów w rozmaitych obserwatorjach, przez licznych astronomów, doprowadziły do tegoż wyniku.

A zatym powiększenie masy Wenus o 1/10 pogodziły wprawdzie teorję Merkurego z obserwacjami, ale wzamian wprowadziłoby do ruchu Ziemi niezgodności zupełnie niedopuszczalne. Wynika stąd, że nie wolno zmienić wartości, przyjętej poprzednio dla masy Wenus.

Wobec tego staje się niemożliwym przedstawienie ruchów Merkurego na podstawie prawa powszechnego ciążenia z uwzględnieniem działań, wywieranych przez planety znane; musi więc istnieć specjalna przyczyna, dająca się uczuć na Merkurym, lecz nie wywierająca dostrzegalnego wpływu na inne planety, a w szczególności na Wenus i Ziemię.

Gdyby dane w wypadku Merkurego były równie zupełne, jak dla Urana, to możnaby było postarać się o oznaczenie położenia nieznanej planety; ale sprawa przedstawiała się inaczej. W przypuszczeniu, że planeta ta porusza się w płaszczyźnie orbity Merkurego i zakreśla dookoła Słońca okrąg, Le Verrier był w stanie znaleźć jedynie zależność miedzy masą planety, a jej odległością od Słońca; poniższa Tablica da pojęcie o tej zależności:

Odległość planety od Słońca	Stosunek jej masy do masy Merkurego	Największe wydłużenie względem Słońca
		° ′
0,116	2,66	6.40
0,155	1,29	8.55
0,194	0,68	11.11
0,232	0,35	13.25
0,271	0,17	15.43
0,310	0,07	18. 4

Widzimy stąd, jak to z góry można było przewidzieć, że masa zakłócająca jest tym większa, im mniejsza jest jej odległość od Słońca.

W sprawie możliwości istnienia takiej planety, którąby się dotychczas ukrywała przed wszelkiemi obserwacjami, odstąpmy głos samemu Le Verrierowi (Roczniki Obserwatorjum, t. V. str. 105.)

„Jeśli więc ograniczymy się stanowiskiem mechanicznym, przypuszczenie istnienia masy zakłócającej, której położenie pozostaje nieokreślonym, może zdać sprawę z zaobserwowanych zjawisk. Niezbędne atoli jest zbadać, czy pod względem fizycznym wszystkie rozwiązania są jednakowo możliwe.

„Na odległosci średniej 0,17 masa zakłócająca byłaby równa masie Merkurego. Największe jej wydłużenie byłoby cokolwiek mniejsze od 10°. Czy należy mniemać, że planeta, świecąca żywszym blaskiem, niż Merkury, musiałaby koniecznie zostać zauważona w bliskości widnokręgu, po zachodzie lub przed wschodem Słońca? Czy może rozproszone światło Słońca pozwala takiej planecie ukrywać się przed naszym wzrokiem?

„Na większej odległości od Słońca, zakłócająca masa jest słabsza, a niewątpliwie i objętość mniejsza; wydłużenie jest większe. Bliżej do Słońca rzeczy się mają przeciwnie, i, jeśli blask ciała zakłócającego zwiększa się z rozmiarami tego ciała i bliskością Słońca, to wydłużenie zdaje się tak małe, że możliwe jest, iż planeta, której położenia nie znamy, nie została dostrzeżona w zwykłych warunkach.

„Lecz nawet w tym przypuszczeniu, w jaki to sposób planeta, obdarzono tak żywym blaskiem,

i znajdująca się zawsze bardzo blisko Słońca, nie została zauważona podczas jednego z zaćmień całkowitych? Czy wreszcie ciało takie nie przechodziłoby wcale między Słońcem a Ziemią, i czy nie powinnibyśmy w ten sposób wiedzieć o nim?

„Oto zarzuty, które uczynić można hypotezie, że istnieje pojedyncza planeta o rozmiarach podobnych do rozmiarów Merkurego, krążąca między nim a Słońcem. Ci, co zarzuty te za zbyt poważne uważają, zechcą zastąpić tę pojedynczą planetę szeregiem asteroid, których działanie wywrze łącznie ten sam wpływ na punkt przysłoneczny Merkurego. Asteroidy te nie będą widzialne w zwykłych warunkach, a nadto, na skutek rozkładu ich dookoła Słońca, nie wprowadzą one żadnej poważniejszej nierówności do ruchu Merkurego.

„Doprowadza nas to do przypuszczenia, które nie zawiera już nic rażącego. Istnieje grupa asteroid między Jowiszem a Marsem i niewątpliwie tylko główniejsze jej składniki zdołano zauważyć. Podobnież należy mniemać, że przestrzeń planetarna zawiera nieograniczoną ilość bardzo małych ciał, krążących dookoła Słońca. Jestto pewne dla obszaru, znajdującego się w pobliżu orbity Ziemi.

„Przyszłe obserwacje Merkurego okażą, czy należy ostatecznie przyjąć, że podobne grupy asteroid istnieją bliżej Słońca... W każdym razie, jest możliwe, iż wśród tych asteroid znajdują się niektóre o rozmiarach większych, a istnienie ich mogłoby być stwierdzone jedynie przez obserwacje ich przejść po tarczy słonecznej; roztrząsanie winno więc utwierdzić astronomów w gorliwości, z jaką badają oni co dzień tarczę Słońca. Bardzo jest ważne, by

każdą plamę prawidłową, jakkolwiek małych rozmiarów, która pojawi się na tarczy słonecznej, śledzono przez chwil kilka z największą uwagą, ażeby znajomość jej ruchu upewniła nas co do jej natury.”

List do Faye'a z 12 września r. 1859-go odbił się głośnym echem; Faye polecił natychmiast zbadanie okolic Słońca podczas całkowitych jego zaćmień i, podejmując jeden z pomysłów J. Herschla, usilnie zachęcił astronomów do regularnego zdejmowania fotografji Słońca; przez porównanie dwu zdjęć, otrzymanych po pewnej przerwie, półgodzinnej np., możnaby wyróżnić wśród plam słonecznych jedno z ciał, o których mówi Le Verrier; z czasem wyśledzonoby je wszystkie. Zobaczymy niżej, że te dwie rady Faye'a gorliwie później wyzyskano.

W tym samym czasie Lescarbault, lekarz w Orgères, zakomunikował Le Verrierowi doniosłą obserwację. W liście, datowanym z 22-go grudnia 1859 r., donosi on, że 26-go marca tegoż roku obserwował przejście po Słońcu czarnej tarczy, o wyraźnym obwodzie kolistym, której średnica pozorna zdawała mu się mniejszą od ćwierci średnicy Merkurego podczas jego przejścia przez Słońce 8 maja 1845 r.

Lescarbault zanotował chwile wejścia i wyjścia oraz określił punkty tarczy słonecznej, gdzie zjawiska te miały miejsce; małe to ciało pozostawało na Słońcu 1^g 18^m W liście swym Lescarbault wyraża przekonanie, że ciało to przejdzie jeszcze przez Słońce; dodaje on, że ociągał się z ogłoszeniem swej obserwacji w nadziei doczekania się nowego przejścia, ale po przeczytaniu w *Cosmosie*

z dnia 21 października listu Le Verriera do Faye'a zdawało mu się, że nie należało dłużej zwlekać z jej opublikowaniem.

Le Verrier udał się natychmiast do Orgères do Lescarbaulta, aby obejrzeć jego przyrządy astronomiczne i dostać dokładne wyjaśnienia co do szczegółów obserwacji; wyniósł on stamtąd przekonanie, że obserwacja była najzupełniej autentyczna.

Lescarbault, oddający się z zamiłowania badaniom zjawisk astronomicznych, obserwował przejście Merkurego 6 maja 1845 r.; naprowadziło go to na myśl, że, jeśliby między Słońcem a nami istniało, prócz Merkurego i Wenus, inne jeszcze ciało, to powinnoby ono posiadać również swe przejścia przez tarczę słoneczną, a więc częste obserwacje brzegów Słońca pozwoliłyby spostrzec je podczas jednego z takich przejść. W r. 1853 dopiero miał on możność oddania się stałym poszukiwaniom w tym kierunku przy pomocy dobrej lunety, o otworze $0^m,10$, odległości ogniskowej $1^m,46$, zwiększającej 150 razy; co dzień po południu poświęcał on dwie lub trzy godziny obserwacji Słońca.

Le Verrier, roztrząsając obserwacje dra Lescarbaulta, określił położenie płaszczyzny orbity Wulkana (imię, nadane nowej planecie); znalazł on, że ciało to dokonywa obiegu dookoła Słońca w 19,7 dnia; zakładając, iż posiada ono taką samą gęstość, jak Merkury, i przyjmując 3″, jako wartość średnicy pozornej w chwili obserwacji, wywnioskował on, że masa jego stanowi tylko $^1/_{17}$ masy Merkurego; zrozumiałe będzie, powiada Le Verrier, iż dotychczas nie dostrzeżono tej planety, skoro do-

damy, że największe jej wydłużenie wynosi około 8^0, a całkowite światło, które od niej otrzymujemy, słabsze jest od światła Merkurego. Ciało to byłoby zresztą o wiele za małe, by samo jedno miało wywoływać nieprawidłowości, stwierdzone w ruchu Merkurego. Przyjmując powyższe liczby i odwołując się do Tablicy na str. 125, widzimy, że potrzebaby było około dwudziestu mas, równych masie Wulkana i mieszczących się w tej samej okolicy, aby wywołać pożądany skutek.

Oznajmienie Le Verriera o istnieniu grupy planet przedmerkurowych oraz obserwacja Lescarbaulta wzbudziły żywe zainteresowanie wśród astronomów; przypomniano sobie, że obserwatorzy kilkakrotnie już zwracali uwagę na przejście po tarczy Słońca ciemnych ciał, których niepodobna było uważać za plamy słoneczne, jużto dla ich szybkiego ruchu, jużto z powodu samego ich wyglądu; zaczęto układać tablicę tych osobliwych obserwacji, w nadziei znalezienia pośród nich dawniejszych obserwacji Wulkana lub ciał podobnych. Badania takie przeprowadzili między innemi R. Wolf, Haase, Carrington. Przez dość długi czas atoli nie dostarczyły one żadnego nowego światła, i dopiero w r. 1876 obserwacja Webera wprowadza nasze zagadnienie w nową fazę.

CZĘŚĆ DRUGA.

Obserwacja Webera.— Roztrząśnięcie przez Le Verriera obserwacji, które mogły się ściągać do przejść planet przedmerkurowych po Słońcu.

26-go sierpnia 1876-go r. R. Wolf, dyrektor obserwatorjum w Zurychu, przesłał Le Verrierowi list następujący:

„Zainteresuje pana niewątpliwie wiadomość, że pan Weber w Packeloh widział 4-go kwietnia r. b. o 4 godz. 25 min. średniego czasu berlińskiego, okrągłą plamę na Słońcu, które zrana tegoż dnia było widziane bez plamy nietylko przez p. Webera, ale również przezemnie i przez p. Schmidta w Atenach. Zauważyłem, że między obserwacją p. Lescarbaulta a obserwacją p. Webera upłynęło:

$$6219^{d} = 42^{d},02 \times 148,$$

fakt dość ciekawy w zestawieniu z tym, co ogłosiłem już o tym przedmiocie (patrz mój *Handbuch der Mathematik und Astronomie* tom II, str. 327.)"

W drugim liście, z 6-go września, R. Wolf podaje, według Webera, następujące szczegóły o zjawisku, stwierdzonym 4-go kwietnia:

„Do południa niebo wolne było zupełnie od chmur. P. Weber, który od dwudziestu lat bardzo dokładnie obserwuje plamy Słońca, zbadał, jak zwykle, trzy lub cztery razy tarczę słoneczną i nie znalazł na niej ani plam ani pochodni (faculae). Po południu niebo zachmurzyło się. Między godz. 4-tą a 5-tą zaczęło się miejscami rozjaśniać, i Słońce ukazało się znowu na dwadzieścia do dwudziestu pięciu minut. Korzystając natychmiast z tego przeciągu

czasu, p. Weber nie zauważył żadnej pochodni, jakkolwiek wodził lunetę po całym obwodzie Słońca. Nagle ukazała się mała tarcza, dobrze zaokrąglona, o 12″ łuku. Znajdowała się ona o 11″ od wschodniego brzegu i na takiejże odległości na północ od równika niebieskiego. Astronom miał dość czasu, aby zbadać bardzo starannie okolicę tej plamy, i nigdzie nie zauważył żadnego, najmniejszego bodaj ruchu pochodni; nigdzie też w sąsiedztwie nie było chmurki. Jedynie mała ciemna tarcza odrzynała się na tle słonecznym.

„Na nieszczęście chmury rychło pokryły Słońce, i dopiero zrana 5-go kwietnia można było zauważyć, że zjawisko znikło z powierzchni Słońca. P. Weber jednak, jako obserwator bardzo ścisły i bardzo sumienny, życzyłby sobie, aby stwierdzenie całości zjawiska zostało dokonane gdzieindziej jeszcze.

„Obserwacja w Packeloh miała miejsce o 4^g 25^m średniego czasu berlińskiego. Pomijając już znaną dokładność prac p. Webera, nie jest prawdopodobne, aby różnice:

1820, Stark i Steinhübel	12 lutego
1859, Lescarbault	26 marca
1876, Weber	4 kwietnia

skąd wynika:

od 1820 do 1850-go : . . .	$14287^d = 340 \times 42{,}02$
od 1859 do 1876-go	$6219^d = 148 \times 42{,}02$

były liczbami krotnemi 42,02 jedynie na skutek prostego trafu; być także może, iż niektóre inne

plamy, wzmiankowane przezemnie w moim *Handbuchu*, wytłumaczyć się dają przez planetę przedmerkurową."

Wypada dać tutaj pewne wyjaśnienia. R. Wolf, podając w swoim *Handbuchu* listę 29-u przejść ciał ciemnych po tarczy Słońca, zgrupował te przejścia w dwie serje; czasy przejść pierwszej serji różniły się między sobą o mniej więcej całkowite liczby krotne $27^d,93$, w drugiej natomiast serji o krotne $42^d,02$. Obserwacja Webera, przedstawiająca poważne rękojmie ścisłości, zdawała się więc ściągać do ciała, któreby miało być obserwowane przez Starka w r. 1820-ym, jak również przez Lescarbaulta w r. 1859-ym. Naprowadziło to Le Verriera na zbadanie i roztrząśnięcie 20-tu przejść, zebranych przez R. Wolfa; ciekawe to roztrząsanie przedstawione zostało Akademji Umiejętności na kilku posiedzeniach od 11 września do 30 października r. 1876-go.

Le Verrier przekonał się rychło, że pewną ilość tych przejść należało pominąć w obecnym roztrząsaniu; tak, Messier w 1777-ym roku i Capocci w 1845-ym zwracają uwagę na przejście po tarczy słonecznej mnóstwa bardzo małych ciał, poruszających się bardzo szybko w kierunkach równoległych; z drugiej strony, Lichtenberg w 1762-im r., Hofmann w r. 1764-ym i Ritter w 1855-ym obserwują *gołym okiem* przejście po Słońcu dużych ciemnych ciał, których średnice pozorne zdają się dosięgać $^1/_{12}$ lub $^1/_{15}$ części średnicy Słońca. Obserwacje te, nie ulegające wątpliwości, nie mają oczywiście żadnego związku z roztrząsanym przedmiotem.

Rozważania te zmusiły Le Verriera do znacznego uszczuplenia listy, ułożonej przez R. Wolfa; uważał on nawet za konieczne przyjąć, że do planety przedmerkurowej mogły się ściągać te tylko obserwacje, w których zdołano stwierdzić ruch własny ciemnego ciała w samym toku obserwacji; ograniczenie to stanie się zrozumiałym, kiedy niżej okażemy, że nawet obserwacja Webera, która wywołała całe to roztrząsanie, miała za przedmiot nie planetę, lecz prostą plamę słoneczną.

Le Verrier uważał przeto za odpowiednie zachować jedynie następujące obserwacje. Odnośne ustępy zapożyczamy z t. LXXXIII *Sprawozdań Akademji Umiejętności.*

1761, 6-go *czerwca.* Obserwacja, dokonana w Crefeldzie (blisko Düsseldorfu) przez Scheutena. Obserwacja ta miała miejsce w sam dzień przejścia Wenus, w parę godzin po wyjściu tej planety z tarczy słonecznej.

„W r. 1761-ym 6-go czerwca, pisze Scheuten do Lamberta pod datą 14 listopada 1775-go r., zrana o 5^g 30^m widziałem Wenus na Słońcu (wyjście Wenus miało miejsce około 9^g 15^m). Od godziny 8-ej do południa nie można było obserwować z powodu chmur. W południe ujrzałem mały księżyc Wenus w środku Słońca, o 3^g był on prawie u brzegu.

„To, co widzieliśmy podczas tych trzech godzin, nie mogło być niczym innym, jak satelitą. Wydawał mi się on równie czarnym i wyraźnym, jak Wenus, ale znacznie mniejszym, około *ćwierci* tarczy tej planety. Naskutek braku narzędzi nie można było osiągnąć większej dokładności, ale to wystarczyło, aby mię przekonać o istnieniu

satelity. Byłbym zakomunikował o tym wcześniej, lecz przypuszczałem, że widziały go inne jeszcze osoby. (Można mniemać, że po wyjściu Wenus kilka osób nie zwróciło już na to uwagi)."

Lambert zajmował się podówczas satelitą Wenus, o którym kilku astronomów sądziło, że go widzieli. Napisał on do Scheutena, prosząc o zakomunikowanie szczegółów jego obserwacji.

„Żałuję, odpowiedział Scheuten 28-go grudnia 1775-go r., że nie jestem w stanie dać zadawalającej odpowiedzi na przesłane mi pytania. Istnieją jeszcze żyjący świadkowie tego zjawiska. Nie znając zupełnie Astronomji, oznajmiają oni, że widzieli jak księżyc Wenus przeszedł przez Słońce.

„Pierwsza obserwacja dokonaną została o 12^{g} lub kilka minut później, i mały księżyc znajdował się, (o ile ocenić zdołałem), przed samym środkiem Słońca. Nie mógłbym powiedzieć, o ile był on odległy od brzegu o 3^{g}, ale był on akurat zupełnie widzialny.

„O prędkości wywnioskowałem w sposób następujący. Podzieliłem średnicę Słońca na 100 części. 80 z tych części Wenus przebiegała w 6^{g} 20^{m} mniej więcej, t. j. $12^{12}/_{19}$ na godzinę. Mały księżyc przebiegał w 3 godziny 50 części, a więc $16^{2}/_{3}$ na godzinę, t. j. poruszał się szybciej, niż Wenus."

„Scheuten zaobserwował tedy przejście małego ciała na tarczy Słońca; mniemał on, że był to satelita Wenus, o którym wówczas wiele mówiono, a który, jak dziś wiadomo, nie istnieje; obserwacja Scheutena winna być zachowana, aby ulec roztrząśnięciu łącznie z innemi podobnemi.

1802, 10-go *października.* Obserwacja, dokonana przez Fritscha, pastora w Quedlinburgu (Magdeburg).

„10-go października, pisze Fritsch w berlińskim *Jahrbuchu* z 1806-go r. str. 183, pogoda nie była bardzo sprzyjająca. Ukazała się na Słońcu mała okrągła plama; porównawszy jej wznoszenie proste z kilku innemi, chciałem po trzech minutach powtórzyć obserwację i zauważyłem, że plama posunęła się o 2′. Chmury nagromadziły się i zaledwie pozwoliły mi na dokończenie tej obserwacji. Kiedy po czterech godzinach wypogodziło się, nie znalazłem już na Słońcu tej plamy. Poczyniłem, zresztą, od tego czasu bardzo ciekawe obserwacje znikania i pojawiania się całych sznurów plam."

Fritsch, który dokonał wielkiej ilości obserwacji, posługiwał się lunetą Ramsdena $2^1/_2$ stopową, opatrzoną kolistym mikrometrem.

1818, 6-go *stycznia.* Capel Lofft w Ipswich.

Obserwację Capel Loffta, ogłoszoną 10 stycznia 1818-go r. w *Monthly Magazine*, powtarza, jak następuje, Carrington w *Monthly Notices* t. XX, str. 194:

„Widziałem plamę, o 11^g mniej więcej przed południem, przez mój teleskop o mocy 80, jak również przez teleskop Cassegraina (moc 260) i przez trzeci teleskop, własność p. Actona (moc 170). Dostrzegłem ją o $^1/_3$ mniej więcej od wschodniego brzegu Słońca, o małym *„limb sub-elliptic"*, jednolicie nieprzezroczystą.

„Około 2^g 30^m po południu p. Acton znalazł, że posunęła się ona znacznie, nieco ku zachodowi od środka Słońca, i mniemam, iż miała wówczas 6″

do 8″ w średnicy. Miałem możność stwierdzić, że 4-go i 8-go nie było plam na Słońcu, a 6-go p. Crikmorde nie mógł dojrzeć żadnej przed zachodem Słońca, pomimo zalet teleskopu, którego używał. Ruch tej planety wydaje się niezgodnym z obrotem Słońca, gdyż jego szybkość przewyższa szybkość Wenus podczas jej przejść."

1820, 12-go *lutego*.—Steinhübel i Stark.

Olbers w korespondencji swojej z Besslem, t. II, str. 162, pisze:

„Co pan mówi do obserwacji, przez Steinhübla, okrągłej ciemnej plamy o konturze wyraźnie zarysowanym, która 12-go lutego r. b. w ciągu pięciu godzin, przesuwała się przez tarczę słoneczną? Gdyby tak było rzeczywiście, to możnaby przypuścić istnienie planety między Słońcem a Merkurym, której odległość od Słońca wynosiłaby około 0,19, a czas obiegu cokolwiek więcej niż 30 dni. Coprawda, widziano, lub przynajmniej chwalono się, że widziano, już kilka razy przejście takich czarnych ciał przed Słońcem; ale oświadczenia te nie mogą się ściągać do obserwacji tej planety Steinhübla, gdyż powinnyby były być dokonane w połowie sierpnia lub lutego, wobec tego, że obserwacja Steinhübla pozwala określić węzeł orbity. A może planeta ta ma tak małe nachylenie, że przy każdym swym złączeniu z Ziemią pojawia się przed Słońcem? Ale w takim razie znanoby ją oddawna.

Jeżeli Steinhübel, którego zresztą znam jedynie z kilku jego obserwacji plam słonecznych, jest rzeczywiście człowiekiem wiarogodnym i dobrej wiary, wartoby było, aby Littrow postarał się o dowiedzenie się od niego o niektórych innych okolicz-

nościach obserwacji, głównie o położeniu punktu wyjścia i wejścia względem pionowej, jak również o odnośne dowody."

Na skutek tych uwag Carrington zwrócił się do d-ra Littrowa, aby otrzymać pewne informacje. Odpowiedź brzmiała, że Littrow wiedział jedynie, iż Steinhübel był prywatnym obserwatorem, zmarłym od lat blisko trzydziestu, i że, zdaniem jego, bardzo jest nieprawdopodobne, aby był on w stosunkach ze Starkiem, kanonikiem z Augsburga.

Obserwacja Starka, zaczerpnięta z tych samych źródeł, co poprzednie tegoż astronoma, jest następująca: „12-go lutego 1820 r. zobaczyłem osobliwą plamę, o kształcie kolistym, wyraźnie odrzynającą się od otoczenia, z kolistą atmosferą odcienia pomarańczowego; była ona mniej więcej dwa razy większa od Merkurego. W południe plama ta znajdowała się o 11′20″ od wschodniego brzegu Słońca i o 14′17″ od południowego.

O 4^g 23^m wieczorem nic już nie było widać. Zjawisko to, powiada Stark, jest raczej ciałem planetarnym, nie zaś plamą słoneczną."

1839, 2-go *października*. Decuppis, uczeń-astronom w Kolegjum rzymskim, (*Sprawozdania z posiedzeń Akademji Umiejętności* 1839 r., 2-gie półrocze, str. 809).

Decuppis donosi, że widział czarną plamę doskonale okrągłą, o konturach wyraźnie zakończonych, posuwającą się szybkim ruchem, tak, iż przebiegła średnicę Słońca w około sześciu godzin.

1847, w ostatnich dniach *czerwca* lub pierwszych *lipca*, Scott i Wray.

Scott i Wray mieli dokonać obserwacji, której daty nie mogą wskazać. „Ogromnie szkoda, pisze Hind do Le Verriera, że data obserwacji, dokonanej w Londynie przez p. Scotta i w Whitby przez p. Wraya, zasłużonego optyka, zaginęła.

„Otrzymałem od tych panów długie sprawozdanie w tym przedmiocie, jak również rysunek położeń plamy na tarczy Słońca w pierwszej chwili jej zjawienia się i w chwili zniknięcia wskutek zanurzenia się Słońca w pasie chmur."

1849, 12-go *marca*. Józef Sidebotham, F. R. A. S.

Następujący ustęp wyjmujemy z listu Hinda pod datą 16-go września 1876-go r.

Obserwacja wydrukowana jest w t. XII *Sprawozdań Towarzystwa filozoficznego w Manchestrze*; czytamy: „Według mego dziennika, 10-go marca 1849-go r. nasz były członek p. Lowe i ja widzieliśmy małą kolistą czarną plamę, przechodzącą przez część tarczy Słońca. Zajęci byliśmy wówczas regulowaniem okularu 60-calowego teleskopu. W pierwszej chwili myśleliśmy, że powód plamy tkwił w samym okularze, ale rychło przekonaliśmy się, że plama znajdowała się na tarczy Słońca, i stwierdziliśmy jej ruch na tarczy w ciągu około pół godziny. W dzienniku moim nic więcej nie jest zanotowane; niema wzmianki o czasie, ale, o ile pamiętam, było to około 4^g po południu."

1859, 26 *marca*. Lescarbault.—Podaliśmy wyżej szczegóły, dotyczące tej obserwacji.

1862, 20 *marca*. Lummis. Circular spot upon the Sun's disk with rapid motion, as observed by W. Lemmis, esq. of Manchester.

W *Monthly Notices* t. XXII, str. 232, Hind umieścił następującą notatkę: „W liście, pisanym do mnie 20-go marca przez p. W. Lemmisa, urzędnika Towarzystwa dróg żelaznych, donosi mi on, że zrana tegoż samego dnia, badając tarczę słoneczną przez teleskop o otworze około $2^3/_4$ cala, zauważył małą czarną plamę, bardziej foremną i lepiej odrzynającą się, niż zązwyczaj.

Śledził on ją przez dwadzieścia minut, w ciągu których posuwała się ona szybko, jak pokazuje djagram załączony do listu, zachowując ciągle swój okrągły kształt. P. Lemmis zawołał jednego ze swoich przyjaciół, który zobaczył plamę równie wyraźnie, jak on. Średnica pozorna wynosiła około 7″."

1865, 8 *maja*. Coumbary.

Coumbary pisze z Konstantynopola, że 8 maja widział małą ciemną tarczę, która przebiegła część tarczy słonecznej w około czterdziestu ośmiu mniej więcej minut; do listu jego dołączony jest rysunek, przedstawiający położenie małego ciała na początku i na końcu obserwacji.

Hind, biorąc rysunek ten za punkt wyjścia, spróbował skonstruować kolistą orbitę; wynikła stąd dla ciała, obserwowanego przez Coumbary'ego, tak mała odległość od Słońca (0,009), że Hind przypuściłby raczej, iż obserwacja ściągała się do przejścia po Słońcu komety o małej odległości przysłonecznej, podobnej do komet z lat 1843 i 1680-go.

Należałoby przyłączyć do powyższej listy przytoczoną już obserwację Webera; lecz przedmiotem tej obserwacji, będącej punktem wyjścia niniejszego roztrząsania, nie była, jak się okazało, planeta, ale prosta plama słoneczna. Wynika to z doku-

mentów, dostarczonych przez obserwacje w Madrycie i Greenwich. W rzeczy samej, Ventosa, astronom madrycki, podaje, że po południu 3-go kwietnia Słońce było bez plamy, i że 4-go zrana była plama czarna bez półcienia, zlekka eliptyczna, której położenie zmierzono; 5-go plama ta znikła. Pomiar Ventosy wyznacza plamie to samo położenie, które określił Weber, a że obserwacje te dzieli przeciąg czasu przeszło pięciogodzinny, w obu więc wypadkach obserwowano prostą plamę słoneczną; utworzyła się ona na tarczy między 3-im a 4-ym kwietnia i znikła na tarczy między 4-ym a 5-ym. Dowodzą tego jeszcze wyraźniej, jeśli to jest możliwe, fotografje Słońca, zdjęte w Obserwatorjum w Greenwich 4-go kwietnia; na dwu kolejnych zdjęciach, oddzielonych mniej więcej kwadransem czasu, widać małą plamę w grupie pochodni; plama ta nie miała ruchu własnego na tarczy Słońca, jak to pokazują pomiary, dokonane na fotografjach, i też same pomiary umieszczają plamę w położeniu, zaobserwowanym przez Webera.

Przykład ten wykazuje, że w obecnym roztrząsaniu uwzględnić powinniśmy te tylko obserwacje, w których stwierdzono wyraźnie ruch własny na powierzchni Słońca; tak też postąpił Le Verrier i zachował jedynie dziesięć następujących obserwacji:

I.	1818, Styczeń 6	Capel Lofft
	1820, Luty 12	Steinhübel i Stark
II.	1849, Marzec 12	Sidebotham
	1862, Marzec 20	Lummis
	1859, Marzec 26	Lescarbault

III.	1865, Maj 8	Coumbary
	1761, Czerwiec 6	Scheuten
	1847, Czerwiec-Lipiec . .	Scott i Wray
IV.	1802, Październik 10 . . .	Fritsch
	1839, Październik 2 . . .	Decuppis

Obserwacje te zgrupowane zostały podług miesięcy, a to z następującej racji:

Planeta może rzutować się na tarczę słoneczną jedynie, gdy szerokość jest dostatecznie mała; planeta powinna więc znajdować się w bliskości węzłów swej orbity, jak również Ziemia, gdyż w chwili przejścia Ziemia, planeta i Słońce są prawie na jednej prostej linji. Będą więc zachodziły dwa rodzaje przejść, przy węźle wstępującym i przy węźle zstępującym, a promienie, idące od Słońca do Ziemi, w obu tych wypadkach tworzyć będą kąt 180^0; zatym daty dwu serji różnić się będą o całkowitą ilość lat więcej około sześciu miesięcy; w szczególności ma to miejsce dla przejść Merkurego.

Wnosimy stąd, że grupy obserwacji I, II, III, IV, nie mogą się ściągać do jednego i tego samego ciała, II i IV mogą należeć do jednej i tej samej planety, I i III odpowiadałyby innej planecie.

Le Verrier ograniczył się roztrząśnięciem grup II i IV; należało przekonać się, czy w rzeczy samej obserwacje niemi objęte miały za przedmiot jedno i to samo ciało. Zauważmy naprzód, że w chwili przejścia po Słońcu planety wewnętrznej, długość planety, obserwowanej ze Słońca, bardzo mało się różni od długości Ziemi; z obserwacji przejścia można więc wyprowadzić długość planety.

Ujmijmy w Tablicę wyniki, do których prowadzi tych pięć obserwacji:

				długość
Decuppis,	1839,	Październik	2,00. . . .	8°,60
Fritsch,	1802,	Październik	10,00 . . .	16°,46
Sidebotham,	1849,	Marzec	12,18. . . .	172°,01
Lummis,	1862,	Marzec	19,87. . . .	179°,86
Lescarbault,	1859,	Marzec	26,22. . . .	186°,60

W przypuszczeniu, że pięć tych obserwacji ściąga się do jednej i tej samej planety, należy wyprowadzić z powyższych danych położenie, jakie będzie ona zajmowała w jakimkolwiek czasie. Zagadnienie to przedstawia dość wielkie trudności, gdyż, popierwsze, nie znamy ilości obiegów, dokonanych między różnemi obserwacjami, np. między 10-ym października 1802-go r., a 2-gim października 1839 r.; powtóre, nie możemy założyć, że orbita jest kolistą; należy liczyć się, przynajmniej w pewnej mierze, z jej mimośrodem.

Niepodobna, abyśmy się wdali tutaj w szczegóły rachunków, dokonanych w tym przedmiocie przez Le Verriera; wynikło z nich, że zagadnienie jest w pewnych granicach nieokreślone: cztery różne orbity przedstawiają obserwacje w sposób dosyć zadawalający. Oto odpowiadające każdej z tych orbit obiegi planety:

24^{d}, 25; 27^{d}, 96; 33^{d}, 02; 40^{d}, 32;

jedna wszakże z orbit daje rozwiązanie dokładniejsze od innych, ta mianowicie, po której planeta dokonywa obiegu w ciągu 33^{d}, 02.

Hind przekonał się później, że ta orbita przedstawia również bardzo dobrze obserwację przejścia przed Słońcem małej czarnej i okrągłej plamy, dokonaną przez Starka 9-go października 1819-go r.— mielibyśmy więc w ten sposób sześć przejść domniemanej planety.

Przyjmując tę orbitę, Le Verrier ułożył Tablicę czasów, kiedy planeta powinnaby przejść przed Słońcem; wynikło stąd, że przejście było możliwe, jakkolwiek mało prawdopodobne, 22-go marca 1877 r., poczym dosyć długo nie miałoby miejsca żadne przejście, aż do 15-go października 1882 r. W wyliczeniu tych zjawisk konieczną jest znajomość położenia płaszczyzny orbity planety; położenie to wyprowadzić można jedynie z wyznaczonych przez Lascarbaulta dwu punktów tarczy słonecznej, w których miało miejsce wejście i wyjście Wulkana podczas obserwowania go w 1859 r. W celu wyznaczenia położenia tych dwu punktów, Lescarbault użył sposobu niedostatecznie dokładnego: oto powód, który nie pozwolił Le Verrierowi twierdzić, że przejście 22-go marca 1877 r. będzie miało rzeczywiście miejsce; niemniej jednak zalecił on astronomom uważne obserwowanie Słońca 21-go, 22-go, a zwłaszcza 23-go marca 1877 r. Stan nieba pozwolił na obserwacje w oznaczone dni w wielu bardzo miejscowościach, lecz przejście, które z góry zresztą uważano za bardzo wątpliwe, nie miało miejsca, trzeba tedy było czekać do r. 1882-go.

CZĘŚĆ TRZECIA.

29-go lipca 1878-go r. miało mieć miejsce całkowite zaćmienie Słońca, widzialne w Ameryce Północnej. Astronomowie amerykańscy poczynili wielkie przygotowania do obserwacji tego zjawiska, i Obserwatorjum w Waszyngtonie ogłosiło zawczasu bardzo szczegółowe wskazówki, w których zwracało uwagę obserwatorów na punkty, zasługujące na szczególną baczność; jednym z tych punktów było poszukiwanie planet przedmerkurowych podczas całkowitości zaćmienia. W celu ułatwienia tych poszukiwań, do wskazówek dodano mapę, zawierającą gwiazdy aż do 7-mej wielkości, dla dość obszernej okolicy nieba, której punktem środkowym było położenie Słońca w połowie zaćmienia. Obserwatorzy winni byli dobrze zapoznać się z tą mapą, ażeby nie wziąć jednej z gwiazd za planetę przedmerkurową.

3-go sierpnia tegoż roku przybyła do Europy depesza telegraficzna, donosząca o odkryciu planety przedmerkurowej, podczas zaćmienia 29-go lipca, przez Watsona, znanego astronoma, dyrektora Obserwatorjum w Ann-Arbor; była to planeta 4-ej wielkości, i depesza podawała jej położenie. Można było mniemać, że Wulkana zaobserwowano nareszcie w sposób nie podlegający wątpliwości, i że, dzięki tej nowej obserwacji, ruchy jego będą mogły być obliczone z zupełną dokładnością.

Odtwarzamy tutaj list, w którym Watson komunikuje swoje odkrycie Akademji Umiejętności.

„Ann-Arbor, 14 sierpień 1878 r.

„Podczas ostatniego całkowitego zaćmienia Słońca, oddałem się wyłącznie poszukiwaniu planety przedmerkurowej, i przyjemnie mi jest zawiadomić panów, że usiłowania moje uwieńczone zostały powodzeniem.

„W celu uniknięcia możliwości omyłki, wynikającej z błędnych odczytywań na podzielonych kołach, w razie zauważenia planety, umieściłem na kołach narzędzia krążki z papieru brystolowego, na których mechanizm zapisujący mógł znaczyć kierunki lunety, zarówno co do wznoszeń prostych jak zboczeń. W ten sposób oznaczone zostały położenia Słońca przed i po całkowitej fazie, tak, że obserwacje odniesione są bezpośrednio do Słońca.

„Podczas przebiegu tego poszukiwania, napotkałem gwiazdę 4-ej wielkości o czerwonym blasku, przedstawiającą uczuwalną tarczę, jakkolwiek powiększanie lunety wynosiło tylko 45.

„Oznaczyłem jej położenie na papierowych krążkach, poczym sprawdziłem po raz drugi. Stwierdziłem nadto, że gwiazda nie miała bynajmniej wyglądu wydłużonego, jaki powinnaby była posiadać kometa w takim względem Słońca położeniu. Dane te zdają się upoważniać do uważania omawianego ciała za planetę, której istnienie przepowiedział był Le Verrier.

„Po powrocie moim do Ann-Arbor, umieściłem użyte w obserwacji krążki na zaopatrzonym w podziałki kole i odczytałem oznaczone miejsca. Jestem tedy w możności podać położenie planety ze znaczną ścisłością. Otrzymałem następujący wynik:

	Pozorne położenie planety	
Waszyngton, czas średni	Wznosz. proste	Zboczenie
1878, sierpień 29 . . $5^g\ 16^m$	$8^g\ 26^m\ 54^s$	$+18^0 16'$ "

List ten, jasny i ścisły, pochodzący od astronoma tak wybitnego, jak Watson, zdawał się zapewniać odkryciu charakter zupełnej niewątpliwości. Atoli nie omieszkano zauważyć, że tuż obok oznaczonego położenia znajdowała się gwiazda wielkości $5^1/_2$, θ Raka, której współrzędne wynoszą:

Wznoszenie proste	$8^g\ 24^m$
Zboczenie	$+ 18^0\ 30'$

Wobec tego powstało pytanie, czy zupełnie jest pewnym, że Watson nie obserwował tej właśnie gwiazdy, biorąc ją za planetę.

Następnie, w późniejszych swych listach, Watson powiada, że prawdopodobnym jest istnienie drugiej planety, którą oznacza przez *b*, dla odróżnienia od pierwszej, oznaczonej przez *a*. Uderza, że Watson wspomina o tej drugiej planecie już w liście posłanym przezeń 13-go sierpnia do admirała Rodgersa, a nic o niej nie mówi w liście z 14-go sierpnia, podanym powyżej; można z tego wnosić jedynie to, że Watson długo się wahał, zanim zaznaczył, nawet jako prawdopodobne, istnienie drugiej planety.

Aby ułatwić zrozumienie uwag poniższych, podajemy tutaj rysunek, przedstawiający w chwili obserwacji: położenie Słońca, ciał *a* i *b* i dwu gwiazd Raka θ i ζ, zbyt niestety bliskich, jedna do *a*, druga do *b*.

Oto co mówi Watson w przedmiocie planety *b*: „W końcu sprowadziłem do pola lunety to, co zdawało mi się być ζ Raka, jakkolwiek ciało to błyszczało bardziej niż δ Raka, które widziałem koło Słońca na początku poszukiwań, dokonanych podczas całkowitości. Zająłem się oznaczeniem na kołach położenia tego ciała, które nazwałem literą *b*; lecz Słońce wyłoniło się, zanim ukończyłem tę czynność."

Watson objaśnia następnie, że podczas kilku chwil między nacelowaniem lunety a oznaczeniem

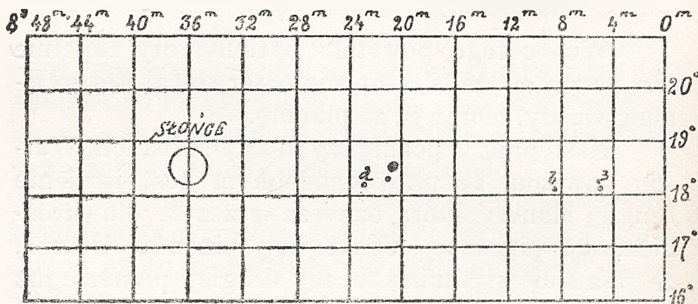


Fig. 3.

położenia na kole godzinnym dał się uczuć silny podmuch wiatru, różnice więc instrumentalne, zaobserwowane między *b* i ζ, możnaby ostatecznie położyć na karb zakłóceń w narzędziu, wywołanych przez wiatr. Watson dodaje jednak, że ten podmuch wiatru nie spowodował żadnego zakłócenia w lunetach Newcomba, Sampsona i Bowmana, którzy obserwowali tuż obok niego.

W poniższej Tablicy podajemy położenie przedmiotów *a*, *b*, kładąc obok nich położenia gwiazd θ i ζ.

Przedmiot	Wznoszenie proste	Zboczenie
	g m s	°
a	8.27.35 [1]	18.16
θ	8.24.40	18.30
b	8. 8.38	18. 8
ζ	8. 5.15	18. 1

W ostatnich swych komunikatach Watson wypowiada przekonanie, że *b* jest różne od ζ, i że jest ono zatym również planetą.

Dowód istnienia planet *a* i *b*, jako ciał różnych od ciał θ i ζ, zdaje się opierać jedynie na stopniu dokładności instrumentu Watsona przy oznaczaniu względnych położeń *a* i *b* w stosunku do Słońca.

Peters z Clinton (Stany Zjednoczone) zwrócił w tej kwestji uwagę na to, że średnice kół użytego ekwatorealu nie przenoszą 5-u cali, a więc błąd 20′ łuku, odpowiadający $^1/_{70}$ cala (mniej niż pół milimetra), zupełnie jest możliwy przy zapisywaniu położeń za pomocą ostrzy na kartonowych krążkach, umieszczonych na kołach przyrządu. Zakładając taki błąd przy nacelowywaniu lunety czy na Słońce, czy też na ciała *a* i *b*, pojmujemy, że wznoszenia proste domniemanych planet mogą być błędne o 40′ łuku; otóż taki błąd, jednakowy w obu wy-

---

[1] Liczba ta różni się cokolwiek od liczby $8^g\ 26^m\ 54^s$ podanej pierwotnie przez Watsona, taką wszakże wartość Watson przyjął jako ostateczną.

padkach, dałby prawie zupełnie te same wartości dla wznoszeń prostych a i θ z jednej stronv, b i ζ z drugiej. Tak więc, wobec zastosowanego sposobu pomiaru, można z dosyć poważną racją twierdzić, że różnice, które Watson znalazł między a i θ, b i ζ, są wielkościami rzędu błędów obserwacji.

Prawda, że w ostatnich swoich komunikatach Watson twierdzi, że widział i planetę a i gwiazdę θ; atoli nie mówi on, czy widział je jednocześnie, a pole jego lunety pozwalało na taką obserwację, w najgorszym zaś razie jedno z ciał powinno było wychodzić z tego pola, gdy drugie nań wchodziło. Zdaje się, że w takim wypadku Watson nie omieszkałby powiedzieć o tym.

Osobiście więc skłonni bylibyśmy do mniemania, że Watson nie obserwował dwu planet, ale właśnie gwiazdy θ i ζ gwiazdozbioru Raka. Należy zresztą przyznać, że dla najzręczniejszego nawet astronoma jest krańcowo trudnym, jeżeli nie niemożliwym, wodzić swą lunetę po obu stronach Słońca aż do 8^0, dokonać przeglądu wszystkich znanych gwiazd, zadecydować z pewnością o istnieniu gwiazd, nie wskazanych na mapie, i określić ściśle położenie tych nowych ciał—i to wszystko w przeciągu około trzech minut!

Inny amerykański astronom, L. Swift, bardzo znany jako odkrywca licznych komet, donosi, że zdaje mu się również, iż widział dwa ciała 5-ej wielkości, przedstawiające uczuwalne tarcze, podobne do tarczy Urana; czy tarcze te są rzeczywiste, Swift nie śmie twierdzić, a słabe powiększanie (25 razy), jakie daje jego luneta. nie pozwala również na stanowcze orzeczenie się w tym względzie. Po-

łożeń tych dwu ciał nie można było określić, a skąpe dane, jakich udziełił Swift, zdają się wskazywać, że obserwacje te nie ściągają się do żadnego z ciał *a* i *b*, obserwowanych przez Watsona. Winniśmy dodać, że ciał, na które zwrócili uwagę Watson i Swift, nie zauważył żaden z pozostałych astronomów amerykańskich, którzy brali udział w obserwacji zaćmienia.

Gdy wiadomość o odkryciu Watsona przybyła do Europy, zadano sobie pytanie, czy planeta *a* należy do jednej z orbit, wyliczonych przez Le Verriera w r. 1876-ym. Gaillot doszedł do wniosku, że obserwacje Fritscha, Starka, Decuppisa i Lescarbaulta mogły mieć za przedmiot planetę *a*; lecz otrzymał on dla nachylenia orbity wartość bardzo małą, tak, że planeta powinnaby przechodzić dwa razy na rok po Słońcu, w kwietniu i październiku; Gaillot sam zauważa że nie jestto prawdopodobne, gdyby bowiem tak było, zebranoby daleko więcej obserwacji przejść tej planety.

Z drugiej strony, Oppolzer, biorąc za punkt wyjścia sześć obserwacji, roztrząśniętych przez Le Verriera, dodał do nich dwie inne, w których ruchu własnego nie zdołano stwierdzić: okazał on, że tych ośm przejść, można przedstawić z dostateczną dokładnością za pomocą jednej i tej samej orbity, ale że orbita ta nie zawiera żadnego z dwu ciał *a* i *b* Watsona; planeta, której orbitę określił Oppolzer, powinna była przejść przejść przez Słońce 18-go marca 1879-go r.; dnia tego badano Słońce w kilku Obserwatorjach i można twierdzić, że przejście nie miało miejsca.

Dobiegamy do końca zamierzonego roztrząsania; zdaje się, że w tej nieszczęsnej sprawie planet przedmerkurowych, trudności i sprzeczności piętrzą się wraz ze wzrostem ilości obserwacji. Trudno dojść do ścisłego wniosku, ograniczymy się przeto następującemi uwagami:

1° Mniemamy, że należy się zrzec przypuszczenia, iż istnieje *jedna* planeta, wywołująca zwichnięcia, stwierdzone w ruchu Merkurego; zdaje się to wynikać z ogółu obserwacji, dokonanych podczas zaćmień Słońca, a w szczególności podczas zaćmienia 29-go lipca 1878 r.

2° Jeżeli istnieją planety przedmerkurowe o rozmiarach podobnych do ciała, którego przejście przed Słońcem oglądał Lescarbault, to planety te muszą być bardzo nieliczne; w przeciwnym bowiem razie nie zdołałyby one wymknąć się poszukiwaniom astronomów takich, jak Carrington i Spörer, którzy od dwu dziesiątków lat uważnie obserwowali Słońce, opisując i mierząc najdrobniejsze plamy, ukazujące się na jego powierzchni.

3° Planety te nie były w stanie same jedne powodować zwichnięć ruchu Merkurego; w rzeczy samej, opierając się czy to na średnicy pozornej ciała Lescarbaulta, czy to na blasku przedmiotów, obserwowanych przez Watsona i Swifta, należałoby sądzić, że potrzeba wielkiej ilości podobnych ciał, aby wywrzeć na Merkurego wpływ, odpowiadający danym obserwacji.

4° Wypada powrócić do myśli, wypowiedzianej nasamprzód przez Le Verriera, że między Merkurym i Słońcem istnieje pierścień asteroid; racje teoretyczne, przemawiające za istnieniem takiego

pierścienia, nie utraciły nic ze swej mocy. Le Verrier dodał, coprawda, że może niektóre z tych asteroid będą dosyć wielkie, by je można było dostrzec podczas ich przejść po Słońcu, lub, w sprzyjających warunkach, podczas zaćmień całkowitych; była to hypoteza, i zdaje nam się niemożliwym wydać o niej ostateczny sąd, opierając się na dotychczasowych obserwacjach.

Pożytecznym będzie i nadal szperanie po okolicach Słońca podczas zaćmień całkowitych; Todd podał świeżo ciekawy projekt, mający na celu bardziej wydajne prowadzenie tych badań. Todd zauważa naprzód, że jeżeli nie dały one dotychczas zadawalających wyników, to głównie dla zbytniej krótkości czasu, w ciągu którego obserwacje te są możliwe. Tak np. astronom, obserwujący zaćmienia całkowite w ciągu całego stulecia, mógłby oddać się poszukiwaniu planet przedmerkurowych ogółem nie więcej, niż w przeciągu jednej godziny! To bardzo niewiele; należy postarać się o zwiększenie czasu obserwacji, organizując współdziałanie kilku astronomów.

Rozważmy dla całkowitego zaćmienia Słońca na powierzchni Ziemi linję zaćmienia centralnego; przypuśćmy, że dwaj obserwatorzy A i B, umieszczeni są w dwu odległych punktach tej linji; kilka godzin może upłynąć między chwilami, gdy dla A i dla B zniknie zupełnie światło słoneczne.

Przypuśćmy, że obydwaj obserwatorzy mogą komunikować się ze sobą przez telegraf. Jeżeli pierwszemu się wydaje, że odkrył planetę przedmerkurową, to doniesie o tym natychmiast drugiemu, przesyłając mu przybliżone położenie ciała; ten

ostatni będzie tedy mógł już naprzód zwrócić lunetę na przypuszczalną asteroidę i określić jej położenie. Drugi obserwator może również komunikować się z trzecim, i t. d.; oto propozycja Todda; wynikiem jej byłoby zwiększenie czasu obserwacji, na skutek zwiększenia się ilości obserwatorów. [1])

---

[1]) Newcomb rzucił myśl, że masą, zakłócającą bieg Merkurego jest, być może, ogół pyłków kosmicznych, wywołujący t. zw. *zorzę zwierzyńcową*. Przypuszczenie to atoli trudno byłoby pogodzić z następującemi uwagami Jeżeliby hypotetyczne masy perturbujące nie poruszały się prawie ściśle w płaszczyźnie orbity Merkurego, tedy powinnyby one zakłócić położenie nietylko punktu przysłonecznego, lecz oraz węzła tej planety. Ale roztrząśnięte krytycznie przez Le Verriera obserwacje nie wykazują żadnego ruchu węzła poza ruchami, tłumaczącemi się działaniem planet już znanych. Dlatego trzebaby wnieść, że zakłócające masy poruszają się, biorąc średnio, w tej samej płaszczyźnie, co Merkury. Lecz wiadomo, że, gdy światło zwierzyńcowe bardzo mało jest względem ekliptyki nachylone, nachylenie drogi Merkurego wynosi 7°. Hypoteza Newcomba najprawdopodobniej się tedy nie ostanie.

(Przyp. Tłum.)

O ruchu własnym układu słonecznego.[1]

Ruchy własne gwiazd.

1. *Dane historyczne.* Badacze starożytni, którzy obserwowali niebo gołym jedynie okiem, doszli do wniosku, że gwiazdozbiory zachowują zawsze te same kształty i rozmiary. Kula niebieska obracała się wprawdzie bardzo pomału koło osi ekliptyki, na skutek zjawiska precesji punktów równonocnych; ale był to ruch całości nieba, zachowujący względne położenia gwiazd. Dlatego to już w starożytności nadano gwiazdom nazwę stałych. Jako dowód tej stałości, podawano uwagę, że trójki gwiazd, leżące, według dawnych obserwacji, na jednej prostej, których kilka zaznaczył Ptolemeusz, odnajdujemy jeszcze obecnie.

Istnieje wielka ilość układów trzech gwiazd, leżących mniej więcej na jednej prostej, albo raczej na łuku wielkiego koła kuli niebieskiej. Riccioli podaje ich przeszło 25; ograniczmy się wspomnie-

---

[1]) Z Annuaire du Bureau des Longitudes na r. 1897.

niem o jednej takiej trójce, utworzonej przez Aldebarana, ι Woźnicy i Kozę; gwiazda średnia wydaje się położona na łuku wielkiego koła, przechodzącym przez dwie gwiazdy krańcowe, w środku mniej więcej ich wzajemnej odległości. Bardzo prosty rachunek okazuje, że gwiazda średnia znajduje się dzisiaj na odległości 19′ od pomienionego wielkiego koła; łuk, łączący Aldebarana i Kozę, wynosi zresztą około 30°. Przesunięcia gwiazd od czasów Ptolemeusza, nie przenoszące połowy a nawet całego stopnia, mogłyby nie wywołać zmian ocenialnych w prostolinijnych trójkach, obserwowanych gołym okiem.

Kopernik i Kepler uważali jeszcze gwiazdy za bezwzględnie stałe.

„Halley pierwszy *podejrzywał* w 1718 r. ruch własny Aldebarana, Syrjusza i Arktura. Niedoskonałe obserwacje szerokości gwiazd, dokonane przez Arystylesa i Tymocharysa, Hiparcha i Ptolemeusza, to jest jedyne podówczas dane, na których się można było oprzeć, upoważniały, zdaniem angielskiego astronoma, jedynie do prostych wątpliwości. Rychło przecież wynik ten poparty został całą powagą obserwacji, przeprowadzonych za pomocą lunet” [1])

Cassini II okazał w sposób niezbity ruch własny pewnych gwiazd (Mémoires de l'Académie des Sciences za r. 1738). Zestawienie obserwacji gwiazd, dokonanych za czasów *Almagestu*, z obserwacjami nowszemi wydaje się a priori bardzo dogodnym,

---

[1]) Annuaire du Bureau des Longitudes na r. 1842. Rozbiór prac W. Herschla przez Arago).

albowiem długi przeciąg czasu oddziela te dwie serie dostrzeżeń. Nastręcza się atoli poważna trudność, na skutek niewielkiej dokładności obserwacji Ptolemeusza i jego epoki. Ze względu na założony cel,—zbadanie małych bardzo odchyleń w położeniach gwiazd,—trudność ta przeważa zalety, wynikające z dłuższego czasu; lepiej jest więc korzystać z dostrzeżeń mniej odległych lecz o wiele dokładniejszych, przeprowadzonych za pomocą lunet; Cassini jasno zdawał sobie z tego sprawę. Porównał on odległości od ekliptyki czyli szerokości Arktura, otrzymane w Obserwatorjum paryskim w 1738 r., do szerokości, znalezionych przez Richera w jego podróży do Kajenny w 1672 r.; zestawienie to wykazało, żo w ciągu 66-iu lat, gwiazda zbliżyła się o około 2′ do ekliptyki. Zmianę tę potwierdził Flamsteed w Greenwich w 1690 r.

Cassini zajął się następnie pytaniem, czy zmiany szerokości Arktura skierowane były zawsze w tę samą stronę i były tej samej wielkości. Wprowadził on obserwacje, dokonane przez Tycho-Brahego w 1584 r., gołym wprawdzie okiem, lecz przy pomocy alidad. Okazało się, że od r. 1584-go do 1738-go r., czyli w ciągu 154 lat, szerokość Arktura zmniejszyła się o 5′ 3″, co znaczy, że zmniejszenie jej roczne wynosiło ściśle 2″,0.

Z nowszych dostrzeżeń wynika, że należałoby znaleźć 2″,4; widzimy tedy, że wnioski Cassini'ego są tak dokładne, jak tylko na to pozwalają dane, jakiemi rozporządzał.

W poniższej Tablicy wypisujemy wartości szerokości Arktura, o których mówiliśmy przed chwi-

lą, oraz przybliżoną szerokość, podaną przez Ptolemeusza:

Obserwatorzy	Lata	Szerokość Arktura
		° ′ ″
Ptolemeusz	137	31 . 30 . 0
Tycho-Brahe	1584	31 . 0 . 29
Richer	1672	30 . 57 . 25
Flamsteed	1690	30 . 57 . 0
Cassini II	1738	30 . 55 . 26

Wymowna ta Tablica jest, jak się zdaje, pierwszym pozytywnym dokumentem, dowodzącym postępowego ruchu gwiazdy poprzez konstelacje.

Cassini okazuje następnie przez porównanie swych obserwacji z dostrzeżeniami Tycho-Brahego, że w ciągu 150-u lat szerokość gwiazdy η Wolarza nie zmieniła się, chociaż gwiazda ta znajduje się na kuli niebieskiej tuż obok Arktura. Dalej stwierdza on za pomocą nowszych obserwacji zmianę położenia Syrjusza, wskazaną przez Halleya, na podstawie dawnych dostrzeżeń Ptolemeusza. Bada on również zmiany długości rozmaitych gwiazd; kwestja ta jest bardziej złożona, gdyż długości zmieniają się znacznie na skutek precesji punktów równonocnych, podczas gdy szerokości podlegają zmianom małym, wynikającym jedynie z postępowego przesuwania się ekliptyki. Niemniej wszakże wnioski jego potwierdzają istnienie ruchów własnych gwiazd, które poprzednio już był rozważał, i dowodzą, że inne jeszcze gwiazdy ruchy takie posiadają. Cassini zwraca uwagę na ciekawy układ trzech najpiękniejszych gwiazd konstelacji Orła, położonych pra-

wie na jednej prostej w porządku co do wznoszeń prostych $\gamma\alpha\beta$, przyczym najpiękniejsza leży w środku; stwierdza on, że α oddala się od β, a zbliża się do γ, w odległej więc przyszłości porządek będzie zmieniony i przejdzie w $\alpha\gamma\beta$, czyli że najpiękniejsza gwiazda będzie leżała na zewnątrz pozostałych.

Wnioski ważnej rozprawy Cassini'ego przedstawiają się w streszczeniu jak następuje: pewna ilość gwiazd przesuwa się poprzez gwiazdozbiory; ruchy tych gwiazd wielce się wzajem różnią, nawet ruchy dwu gwiazd, położonych bardzo blisko siebie na kuli niebieskiej.

Tak więc wyraźnie dowiedzione zostało istnienie *ruchów własnych* czyli *szczególnych* pewnej ilości pięknych gwiazd.

Od czasów Cassini'ego, badania wielu astronomów potwierdziły istnienie ruchów własnych i rozszerzyły je na wielką ilość gwiazd teleskopowych. Ograniczymy się przytoczeniem następujących danych:

Katalog ruchów własnych 80-ciu gwiazd przez Tobjasza Mayera, który zestawił obserwacje swe z r. 1756-go, z obserwacjami Roemera z r. 1706-go.

Katalog, ogłoszony w Connaissance des Temps z r. 1808-go, obejmujący 500 gwiazd, oparty z jednej strony na obserwacjach La Caille'a, Bradleya, Mayera, z drugiej zaś na dostrzeżeniach Maskelyne'a, Piazziego, Lalande'a i Delambre'a.

Katalog Argelandera, zawierający 540 gwiazd, i wreszcie największy Katalog Bosserta o 2641 gwiazdach; autor zebrał w swej pracy wszystkie gwiazdy, dla których ruch roczny co do wznosze-

nia prostego większy jest od $0^s,01$, lub ruch roczny co do zboczenia conajmniej równy 0″,1.

2. *Dane o najgodniejszych uwagi ruchach własnych.* Powiedzmy nasamprzód, że z wyjątkiem bardzo małej ilości gwiazd, jak np. Syrjusz [1]) i Procjon, ruchy własne są prostodrożne i jednostajne; tak przynajmniej jest dla krótkiego przeciągu czasu,— półtora lub najwyżej dwu stuleci,— obejmującego dostrzeżenia dosyć dokładne, aby można było z nich korzystać. Przytaczamy kilka danych liczbowych o najwybitniejszych z tych ruchów, zapożyczając je z Tablicy, ogłaszanej od kilku lat w Annuaire du Bureau des Longitudes:

1830	Groombridge	6	″ 7,05
9352	Lacaille	7	6,97
32416	Cordoba	8,9	6,08
61[1]	Łabędzia	5	5,20
. . . .	. . . .	.	. .
α	Centaura	1	3,62
. . . .	. . . .	.	. .
	Arktur	1	2,28
. . . .	. . . .	.	.
	Syrjusz	1	1,32
. . . .	. . . .	.	. .
	Procjon	1	1,26

Pierwsza kolumna tej Tablicy wskazuje Katalogi, zawierające odnośne gwiazdy, oraz numery porządkowe tych gwiazd w odpowiednich Katalo-

---

1) Patrz Szkic „O mierzeniu mas", str. 80.

gach; druga podaje wielkość gwiazdy, a trzecia roczny jej ruch, liczony wzdłuż linji prostej, lub raczej wzdłuż małego łuku koła. Widzimy że gwiazda o najszybszym ruchu jest 6-ej tylko wielkości; w ciągu trzech stuleci przesuwa się ona po niebie o ilość większą od średnicy Księżyca.

Druga gwiazda poprzedzającej Tablicy jest 7-ej wielkości, trzecią zaliczyć wypada do 8-ej lub 9-ej, dopiero 14-a z rzędu, α Centaura, jest gwiazdą 1-ej wielkości. Niemniej wszakże, skoro ułożymy listę ruchów własnych gwiazd dla wielkości 1-ej, 2-ej i t. d., przekonamy się, że średni ruch własny maleje, gdy się przechodzi od 2-ej wielkości do 3-ej, od 3-ej do 4-ej i t. d.

Zgadza się to z ogólnie przyjętym poglądem, według którego gwiazdy rozmaitej wielkości posiadają przeciętnie jednakowe średnice rzeczywiste; powodem różnic w blasku jest różnica odległości.

Naturalnym jest również przypuszczenie, że, biorąc średnio, prędkość każdej gwiazdy jest jednakowa w każdej klasie; prędkość pozorna, a zatym i ruch własny będzie się zmniejszał przy przejściu od gwiazd bardziej błyszczących do gwiazd o blasku słabszym.

3. *Ruch własny układu słonecznego. — Szkic historyczny.* Ruchy własne, zaobserwowane u wielkiej ilości gwiazd, mogą być rzeczywiste lub pozorne; w drugim wypadku przyczyną ich byłby ruch dostrzegacza, a więc ruch Ziemi, albo, mówiąc jeszcze lepiej, ruch Słońca, pociągającego za sobą cały układ planetarny. Podobnież ruch dzienny gwiazd jest jedynie pozorem, spowodowanym przez ruch obrotowy Ziemi około jej osi.

Myśl tę znajdujemy w postaci dość nieokreślonej u Fontenelle'a i Cassiniego II, bardziej ścisłej, u Bradleya, który w końcu swej pięknej pracy o nutacji, z 1748-go r., powiada:

„Jeżeli układ słoneczny przesuwa się w przestrzeni bezwzględnej, to po upływie dłuższego czasu będzie to mogło wywołać pozorną zmianę odległości kątowych gwiazd stałych. Wpływ ten uwydatniłby się wyraźniej na gwiazdach bliższych, ich wzajemne położenia wydałyby się więc zmienione, pomimo że w rzeczywistości wszystkie gwiazdy pozostały nieruchomemi. Z drugiej strony, jeżeli układ nasz jest w spoczynku, a kilka gwiazd posiada ruch rzeczywisty, to położenie ich pozorne zmienia się również, i zmiany te będą tym większe, im szybszemi i bardziej odpowiednio do uwidoczniania się skierowanemi będą ruchy tych gwiazd, i im mniejszą będzie odległość ich od Ziemi.

Skoro tedy zmiany we względnych położeniach gwiazd mogą wynikać z tych rozmaitych przyczyn, to będzie, być może, potrzeba wielu stuleci, zanim obserwacje pozwolą na wykrycie odnośnych praw."

Tobjasz Mayer przedstawił w r. 1760-ym Królewskiemu Towarzystwu w Gietyndze pracę, wzmiankowaną już wyżej, zawierającą porównanie położeń 80-u gwiazd, obserwowanych przezeń w 1756 r., z położeniami, określonemi przez Roemera w r. 1706, i wyprowadził stąd ruchy własne tych 80-u gwiazd. Podobnie jak Bradley, Mayer zauważa, że można wytłumaczyć zaobserwowane ruchy, albo przez przypuszczenie, że gwiazdy ożywione są rzeczywistemi ruchami, albo też, zakładając, że same gwiazdy są nieruchome, porusza zaś się Słońce i pociąga za sobą Ziemię i inne planety.

Dalej Mayer powiada, że w przypuszczeniu ruchu Słońca rozmiary gwiazdozbiorów, ku którym

ruch ten byłby skierowany, staleby rosły, podczas gdy gwiazdozbiory położone po stronie przeciwnej, pozornieby malały; podobnie, w lesie drzewa, ku którym idziemy, stopniowo się wzajem oddalają, podczas gdy drzewa po stronie przeciwnej napozór zbliżają się ku sobie. Zbadanie 80-iu ruchów własnych doprowadziło Mayera do wniosków, nie sprzyjających przypuszczeniu o przesuwaniu się Słońca.

Lambert, w swych listach kosmologicznych (1761), powiada, że gwiazdy ciążą ku sobie, podobnie jak ciała naszego układu, że więc powinny stąd wynikać ciągłe ruchy. Wyraża on żal, iż nie można dowieść, że każde ciało, ożywione ruchem obrotowym koło samego siebie, musi być koniecznie obdarzone również ruchem postępowym; gdyby bowiem twierdzenie to było prawdziwe, Słońce, posiadając z pewnością pierwszy ruch, musiałoby również posiadać drugi.

Lalande uważał za oczywiste twierdzenie, którego dowodu żądał Lambert; albowiem mówił, że ruch obrotowy Słonca mógł zostać wywołany jedynie przez popchnięcie (impulsję) nie przechodzące ściśle przez jego środek; owóż, wszelkie popchnięcie wywołuje również nieuniknienie ruch postępowy. Obecnie uważamy za nadzwyczaj prawdopodobne, że wszystkie ciała niebieskie ożywione są dwu ruchami: postępowym i obrotowym. Trzeba wszakże przyznać, że Lalande nie podał żadnego dowodu; założył on, że ruch obrotowy musiał być koniecznie wywołany przez pchnięcie, co nie jest dowiedzionym.

4. *Prace W. Herschla i jego następców.* Takim był stan zagadnienia, gdy W. Herschel, w r. 1783-im,

poświęcił mu wszystkie swoje wysiłki. Za punkt wyjścia obrał on 7 ruchów własnych, określonych przez Mayera, ściągających się do gwiazd wielkości 1-ej lub 2-ej. Próbował on zbadać, czyby ogół tych ruchów można było udatnie wytłumaczyć przesuwaniem się Słońca. Aby zrozumiale przedstawić rozwiązanie Herschla, musimy wdać się w pewne rozważania przedwstępne.

Przypuśćmy, że Słońce porusza się po prostej *B A* (Fig. 4); znajduje się ono w *S* w chwili *t*, zaś w *S'* w późniejszej chwili *t'*. Niechaj *E* będzie

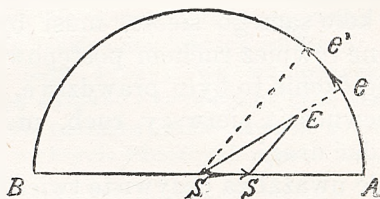


Fig. 4

gwiazdą; będzie ona widziana naprzód w kierunku *S E*, następnie według *S' E*. Należy sprowadzić oba te kierunki do prostych, przechodzących przez jeden i ten sam punkt *S*, a to prowadząc przez punkt *S* równoległą do *S' E*, przebijającą kulę niebieską o środku *S* w punkcie *e'*. Prosta *S E* przebija tę samą kulę w punkcie *e*. Można więc powiedzieć, że w ciągu rozważanego czasu gwiazda będzie się pozornie posuwała po małym łuku *e e'* wielkiego koła kuli niebieskiej, przechodzącego przez punkt *A*; wydaje się, że gwiazda oddala się od tego

punktu A i podąża ku punktowi średnicowo przeciwległemu C. Herschel nazywu punkt A *apeksem* ruchu Słońca, a punkt B *anty-apeksem.*

Ułożył on następnie listę ruchów własnych, co do wznoszeń prostych i zboczeń, 7-iu gwiazd, wyżej pomienionych; podajemy ją w poniższej Tablicy; pierwsza kolumna zawiera nazwę gwiazdy, druga jej ruch własny co do wznoszenia prostego w ciągu stulecia; trzecia kolumna daje wznoszenie proste gwiazdy.

Syrjusz	— 63″	100°
Kastor	— 28	112
Procjon	— 80	114
Poluks	— 93	115
Regul	— 41	150
Arktur	— 140	213
Altair	+ 57	296

W Tablicy tej uderza nas jedna okoliczność: ruch 6-iu pierwszych gwiazd cofa je ze względu na wznoszenie proste, podczas gdy 7-ma ożywiona jest ruchem prostym. Zobaczmy, jaki stąd wniosek wyprowadził Herschel.

Przypuśćmy dla prostoty rozważania, że te 7 gwiazd leżą w płaszczyźnie równika niebieskiego, oraz że Słońce porusza się w tej samej płaszczyźnie.

Nakreślmy (fig. 5) okrąg, którego środkiem niechaj będzie położenie S Słońca w danej chwili; będzie to równik niebieski.

Niech x będzie początkiem wznoszeń prostych; odetnijmy w kierunku prostym łuk na $xe_1 = 100^0$; e_1 będzie położeniem Syrjusza w rozważanej chwili,

podobnie e_2, e_3, e_4, oznaczać będą położenia Regula, Arktura, Altaira (pomijamy Kastora, Procjona i Poluksa, aby nie komplikować figury); za pomocą małych strzałek wskazujemy ruchy własne co do wznoszeń prostych 4-ch rozważanych gwiazd, uwzględniając przytym stronę, w którą wznoszenia te są zwrócone. Niechaj teraz S' będzie położeniem Słońca po upływie stulecia, A i B punktami,

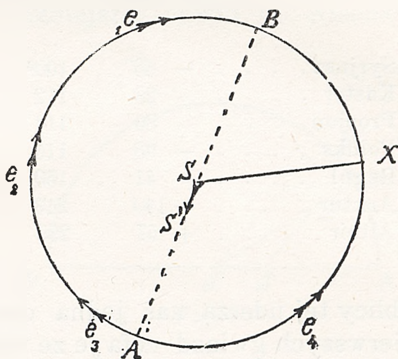


Fig. 5.

w których prosta SS' przecina równik. Oznaczmy, jakim ma być położenie apeksu A względem punktów e_1, e_2, e_3 i e_4. Zauważyliśmy wyżej, że gwiazdy powinny się pozornie oddalać od punktu A; punkt A tedy musi leżeć między e_3 i e_4. Niechaj będzie on położony np. w środku łuku $e_3 e_4$; znajdziemy bez trudności, że jego wznoszenie proste równe będzie

$$\frac{1}{2}(xe_3+xe_4)=\frac{1}{2}(213^\circ+296^\circ)=254^\circ,5.$$

Postąpimy dokładniej, określając punkt *A* tak, iżby nietylko uwzględnione zostały kierunki owych 7-u ruchów własnych, lecz aby oraz ogół wartości tych ruchów był przedstawiony możliwie najlepiej. Herschel znalazł w ten sposób wznoszenie proste apeksu = 257°.

Powyższe rozważania stosują się również w wypadku, gdy uwzględnia się, że ani gwiazdy, ani prosta *SS'* nie znajdują się w płaszczyznach równika niebieskiego; wystarczy bowiem wówczas wziąć rzut całej figury na płaszczyznę równika.

Należało następnie określić odległość apeksu od równika, czyli zboczenie D. Herschel wprowadza w tym celu ruchy własne gwiazdy ze względu na zboczenia. Podaje on w tej mierze mało szczegółów i przyjmuje D = +25°; umieszcza to apeks tuż obok gwiazdy λ Herkulesa. Wnioskuje on tedy, że Słońce posuwa się i zdąża ku λ Herkulesa.

Zagadnienie nasze mniej jest proste, niż się pierwotnie przypuszczało, i Herschel zdawał sobie z tego doskonale sprawę. Gwiazdy posiadają ruch pozorny, wywołany przez przesuwanie się Słońca, gdyby więc były rzeczywiście nieruchomemi, stan rzeczy odpowiadałby powyżej wyłożonym warunkom gieometrycznym. Jeżeli wszakże posiadają one nadto ruchy szczególne, jak to jest pewnym dla 7-iu rozważanych gwiazd, trudność polega na wyrugowaniu tych ruchów szczególnych tak, aby uwydatnić to jedynie, co jest skutkiem przesuwania się Słońca. Jedna tylko droga prowadzi do rozwiązania: należy przypuścić, że ruchy własne gwiazd odbywają się we wszystkich kierunkach, że więc w wyniku ostatecznym w znacznej części wzajem się

kompensują. Upodobnić je można do *przypadkowych* (fortuit) błędów w obserwacjach. Przyznać przecież należy, iż jestto w określeniach astronomicznych wypadek osobliwy, błędy bowiem, o których wyrugowanie idzie, są tego samego rzędu wielkości, co ilości szukane. Wobec tego uważaćby można, że ilość (7) gwiazd, zużytkowanych przez Herschla zbyt jest mała, aby można było ręczyć za to, że owe 7 ruchów szczególnych wzajemnie się niszczą i uwidoczniają na skutek tego jedynie ruch samego Słońca. Późniejsze wszakże rachunki, oparte na bardzo wielkiej liczbie ruchów własnych, dostarczyły wyników dosyć zbliżonych do wyników Herschla; to też wraz z Arago należy podziwiać szczególny zmysł badawczy, którego tak liczne dowody dał świetny ten astronom.

W tym samym, 1783-im, roku Prévost z Gienewy, roztrząsając również ruchy własne, podane przez Mayera, znalazł dla współrzędnych apeksu

$$AR = 230^\circ \qquad D = +25^\circ.$$

Herschel powrócił do tej kwestji w r. 1805-ym; oparł się on tym razem na 36-u ruchach własnych, określonych przez Maskelyne'a, i otrzymał

$$AR = 245^\circ 52' \qquad D = +49^\circ 38':$$

rozbieżność między temi liczbami, a liczbami, jakie znalazł był Herschel za pierwszym razem, nie powinna nas dziwić, skoro zważymy wyłuszczone wyżej trudności zagadnienia.

4. *Opozycja przeciw poglądom Herschla.* Wnioski Herschla nie zostały przyjęte bez kwestjonowa-

nia. Biot, np., w drugim wydaniu swej *Astronomji fizycznej*, ogłoszonym w 1811-ym r., po roztrząśnięciu 8-u ruchów własnych dochodzi do wniosku, że niema dostatecznych podstaw do twierdzenia o ruchu układu słonecznego w określonym kierunku.

Znakomity Bessel również mało jest przychylny poglądom Herschla na ruch układu słonecznego, albo raczej metodzie, jaką stosowano, aby ruch ten określić. Oto ustęp, ściągający się do tego przedmiotu, zaczerpnięty z jego *Fundamenta Astronomiae*, ogłoszonych w 1818-ym r.:

„Teorji ruchów własnych nie znamy jeszcze obecnie i sądzę, że długo jeszcze znać jej nie będziemy. Niepodobna wątpić, że przyciąganie udziela gwiazdom i Słońcu ruchów własnych. Lecz wszystkie ruchy są tego samego rzędu, a że w chwili obecnej możemy znać jedynie ich składowe styczne, tedy niemożliwym jest wyodrębnić ruch gwiazd od ruchu Słońca.

Wprawdzie Herschel podejrzywał, że Słońce posiada ruch własny, skierowany ku punktowi nieba o wznoszeniu prostym 246° i zboczeniu + 50°, bo kierunki kilku ruchów własnych zbiegały się w tym punkcie; lecz roztrząsanie moje, oparte na o wiele większej ilości ruchów własnych, nie potwierdziło tego wyniku.

Można znaleźć kilka punktów kuli niebieskiej, dosyć znacznie od siebie oddalonych, a nawet przeciwległych średnicowo, w których zbiegają się kierunki ruchów własnych dość wielkiej ilości gwiazd; lecz w każdym z tych wypadków pozostaje zbyt wiele ruchów własnych nie uwzględnionych, aby można było przełożyć z pewnością ten lub ów z punktów zbieżności nad inne."

6. *Poszukiwania Argelandera.* Wątpliwości Biota i Bessla nie ostały się w nauce. Poglądy

Herschla uzyskały potwierdzenie Gaussa, a zwłaszcza Argelandera, którego praca stanowi epokę w Astronomji. Oparta ona jest na ruchach własnych 390-u gwiazd, obserwowanych z jednej strony przez Bradleya, z drugiej przez samego Argelandera w Obserwatorjum miasta Abo w Finlandji. Dajmy w kilku słowach pojęcie o stosowanej przezeń metodzie. Niechaj na kuli niebieskiej (fig. 6) będą oznaczone położenia e_1, e_2, e_3,... rozważanych gwiazd



Fig. 6.

w pewnej chwili, oraz położenia e'_1, e'_2, e'_3... tych samych gwiazd po upływie stulecia; powstają w ten sposób małe łuki $e_1\, e'_1$, $e_2\, e'_2$,....

Gdyby gwiazdy były nieruchome, a Słońce jedynie się poruszało, wszystkie te łuki, przedłużone w stronę przeciwną do kierunku ruchu, winnyby zbiegać się w jednym punkcie A, w apeksie. Ruchy szczególne każdej gwiazdy sprawią, że tak nie będzie; lecz w ogóle 390-u ruchów zaobserwowanych

zauważyć się da wyraźnie ich dążność ku punktowi *A*. Argelander podał metodę rachunkową, pozwalającą na określenie położenia apeksu, i znalazł

$$AR = 259^{\circ},9 \qquad D = 32^{\circ},5,$$

wynik, różniący się niewiele od pierwszego wyniku Herschla. Trzeba wszakże uznać, że przy 390-u gwiazdach prawdopodobieństwo wyrugowania ruchów szczególnych jest daleko większe, aniżeli przy 7-iu gwiazdach, zużytkowanych pierwotnie przez Herschla. Zauważyć wypada, że kierunki małych łuków e_1 e'_1, na kuli niebieskiej są niezależne od odległości gwiazd od Słońca, długości ich tylko są tym mniejsze, im więcej gwiazdy są oddalone.

Pod koniec swego życia, w 1843-im r., Bessel powrócił do sprawy ruchu własnego Słońca, a to z okoliczności biografji Herschla. Nie ustępując jeszcze całkowicie. uznaje on przecież, że praca Argelandera przedstawia wiele więcej gwarancji pewności, niż dawniejsze określenia, i ta zmiana poglądów wobec nowszych danych zupełnie jest naturalną.

7. *Prosty dowód ruchu postępowego Słońca.* Powiedzieliśmy, że gdy oznaczymy na kuli niebieskiej położenie gwiazd, których ruchy własne zostały poznane, i nakreślimy przy każdym z nich małą linijkę, wskazującą kierunek jego ruchu, tedy z łatwością się przekonamy, że ogół tych linijek, napozór przybliżenie wychodzi z jednego punktu, z apeksu; lecz miasto tego obrazu graficznego, posługiwać się można liczbami. Weźmy Katalog Bosserta, zawierający 2641 gwiazd o ruchach włas-

nych, określonych przez obserwacje. Podzielmy kulę na 24 części, utworzonych przez koła godzinne, odpowiadające jednej godzinie, dwu,.. 24 godzinom wznoszenia prostego, i ograniczmy te części dwu równoleżnikami, przeprowadzonemi po obu stronach równika o zboczeniach $\pm 30^0$. Aby uniknąć przeważającego wpływu gwiazd o wielkich ruchach własnych, usuńmy te, których ruchy w ciągu stulecia przewyższają 64″. Obliczmy w każdej z pomienionych części kuli średnią *d* ruchów własnych ze względu na zboczenia i średnią *a* ruchów własnych ze względu na wznoszenia proste w ciągu stulecia; otrzymamy następującą Tablicę:

godziny	*a*	*d*
0 1	— 12″	+ 12″
1- 2	— 12	+ 10
2- 3	— 12	+ 10
3- 4	— 17	+ 8
4- 5	— 10	+ 11
5- 6	— 13	+ 7
6- 7	— 15	— 1
7- 8	— 15	— 5
8- 9	— 11	— 4
9-10	— 10	— 9
10-11	— 11	— 11
11-12	— 10	— 14
12-13	— 13	— 12
13-14	— 9	— 12
14-15	— 12	— 12
15-16	— 14	- 6
16-17	— 17	— 5
17-18	— 13	— 3
18-19	— 22	— 3
19-20	— 20	— 3
20-21	— 9	— 2

21-22 . . .	— 17 . . .	+ 2
22-23 . . .	— 10 . . .	+ 14
23-24 . . .	— 10 . . .	+ 11

Tablica ta obejmuje 1537 gwiazd; każda z tych części kuli zawiera około 64 gwiazd. Gdyby ruch Słońca nie miał miejsca, i gdyby ruchy szczególne gwiazd posiadały bez różnicy wszelkie możliwe kierunki, to ilości *a* i *d* powinnyby być w każdej części kuli przybliżenie równe zeru, albo przynajmniej nie przedstawiać żadnej prawidłowości przy przejściu od jednej części do drugiej. Otóż zamiast tego widzimy, że wszystkie wartości *d* są ujemne i mało ostatecznie różne od ogólnej średniej, wynoszącej —13″, co zaś do wartości *a* to są one dodatnie od 0^g do 6^g, i maleją; stają się one ujemne aż do 21^g, poczym znów stają się większe od zera. Ogólny tedy wygląd tych danych ujawnia wyraźną prawidłowość.

Otóż fakt ten tłumaczy się bardzo dobrze przez przesuwanie się układu słonecznego; nie możemy wszakże wdać się tutaj w szczegóły rachunków.

Jeżeli rozważane części kuli ograniczone są równoleżnikami o zboczeniach $\pm$ 15°, wyniki różnią się niewiele od powyższych.

Zauważyć można, że wyliczenie wartości średnich *a* dla każdej części kuli oraz uwydatnienie prawidłowego biegu tych średnich — sprowadzają się do rozszerzenia metody, stosowanej przez Herschla (str. 166) przy określaniu apeksu dla 7-iu gwiazd. Wątpliwości nie ulega, że, gdyby Bessel miał przed oczyma tę tablicę, streszczającą ruch własny więcej

niż 1500 gwiazd, wszystkie jego niepewności byłyby się rozwiały.

8. *Prędkość ruchu postępowego Słońca.* Gdyby wiadoma była odległość Słońca od gwiazd, których ruchy własne są określone, tedy jasne jest z fig. 4, że wartość przesunięcia się Słońca SS' w ciągu danego czasu. np. stulecia, pozwoliłaby na wyliczenie zmiany położenia gwiazdy w ciągu tegoż czasu, a nawet zmian jej wznoszenia prostego i zboczenia, o ile zmiany te są wywołane jedynie przez ruch Słońca. I odwrotnie, obserwacje wznoszenia prostego i zboczenia jednej i tej samej gwiazdy w chwilach t' dostarczyłyby dwu zależności między trzema niewiadomemi SS', AR i D (współrzędne apeksu). Kolejne rozpatrzenie dwudziestu kilku gwiazd, których odległość jest dość dobrze znana, dałoby pewną ilość równań; możnaby starać się o określenie z tych równań wartości trzech niewiadomych, a w szczególności przesunięcia Słońca SS'. Trzebaby wszakże przypuścić, ze ruchy szczególne gwiazd zostają całkowicie wyrugowane z wyników rachunku.

Otóż gwiazdy o znanej paralaksie posiadają właśnie największe ruchy szczególne, nie można więc się spodziewać, aby ruchy te znikły zupełnie z wyników. Metody tej należy się przeto wyrzec.

Usiłowano obejść tę trudność, oceniając odległości gwiazd na podstawie ich blasku, przy założeniu, że średnia wielkość rzeczywista gwiazd jest jednakowa dla każdej klasy wielkości.

W. Struwe znalazł dla każdej wielkości następujące hypotetyczne wartości:

wielkość	1-sza	1,00
„	2-ga.	1,71
„	3-cia	2,57
„	4-ta.	3,76
„	5-ta	5,44
„	6-ta	7,86
„	7-ma	11,34

Używanie wartości hypotetycznych jest bezwątpienia niedogodne, lecz posiada ono tę wyższość nad dawniejszemi metodami, że wprowadza do rachunków jednocześnie zmiany wznoszenia prostego i zboczenia każdej gwiazdy, podczas gdy tamte posługują się jedną tylko daną, kierunkiem ruchu własnego. O. Struwe, stosując tę metodę do 392-u gwiazd, znalazł, że odległość, przebieżona przez Słońce w ciągu jednego roku, wynosi $\frac{1}{4\,700\,000}$-ą część odległości średniej gwiazd 6-ej wielkości, albo, według powyżej przytoczonych stosunków, $\frac{1}{600\,000}$ część odległości średniej gwiazd 1-ej wielkości. Owóż, paralaksa średnia gwiazd 1-ej wielkości równa jest, jak znaleziono, $0'',083$, co odpowiada odległości średniej 2 500 000 razy większej, niż odległość Ziemi od Słońca. Przestrzeń więc, przebiegana przez Słońce w ciągu roku, stanowiłaby $\frac{2\,500\,000}{600\,000}$ odległości Ziemi od Słońca, czyli przeszło cztery tych odległości. Prędkość ruchu Słońca wynosiłaby tedy około dwu trzecich prędkości ruchu rocznego Ziemi [1]).

---

[1]) Ziemia w rocznym swym ruchu przebiega przestrzeń równą około 6-ciu odległościom jej od Słońca.

Inni jeszcze astronomowie starali się znaleźć prędkość ruchu własnego Słońca, postępując tą samą drogą, co O. Struwe. Wyniki, otrzymane przez nich, wahały się między 10^{km} a 40^{km} lub nawet 50^{km}, przyczym za jednostkę czasu wzięto sekundę; wiadomo zresztą, że prędkość Ziemi w jej ruchu obiegowym dookoła Słońca wynosi 30^{km}; wyniki te, jak widzimy, nie bardzo są zadawalające; główną przyczynę tych niezgodności przypisać należy bezwątpienia temu, że nie znamy dokładnie oddalenia Słońca od gwiazd różnej wielkości.

Pożądane tedy było, aby podejść do kwestji inną drogą.

9. *Zużytkowanie prędkości gwiazd w kierunku linji widzenia.* Nową tę drogę utorowała spektroskopja. Dostarcza ona bowiem sposobu otrzymania *bezpośrednio w kilometrach* ilości, o jaką zmienia się w ciągu sekundy czasu odległość gwiazdy od Słońca. Po szczegóły odeślemy do interesującego szkicu o metodzie Dopplera-Fizeau, umieszczonego przez Cornu w *Annuaire du Bureau des Longitudes* w 1891 r.

Rozważmy szereg gwiazd, położonych w okolicy apeksu, w gwiazdozbiorze Herkulesa. Wszystkie te gwiazdy przybliżą się do Słońca na skutek ruchu własnego naszego układu. Ruchy ich szczególne dążyć wprawdzie będą do zbliżenia jednych a oddalenia drugich; wypada wszakże mniemać, że te wyniki ruchów szczególnych skompensują się. Będziemy tedy mogli powiedzieć, że średnia prędkość gwiazd w linji widzenia jest równa prędkości ruchu własnego Słońca i zwrócona w tę samą stronę. Dla pewnej ilości gwiazd, położonych po stro-

nie przeciwnej, czyli w okolicy anty-apeksu, średnia prędkość gwiazd w kierunku linji widzenia będzie także równa prędkości ruchu własnego Słońca, lecz zwrócona w stronę przeciwną. Mamy tedy sposób określenia prędkości ruchu Słońca za pomocą rozbioru widmowego, a nawet określenia jej dwiema drogami, co pozwoli sprawdzić jedną wartość przez zestawienie jej z drugą. Można zresztą korzystać z prędkości wszelkich gwiazd w linji widzenia, niezależnie od ich odległości kątowej od apeksu, byle się uwzględniło kąt, utworzony przez promień widzenia każdej gwiazdy z promieniem, poprowadzonym do apeksu.

Metodę tę stosowano już kilkakrotnie, między innemi korzystał z niej Vogel z Potsdamu, który wyzyskał prędkości w linji widzenia blizko 40-u gwiazd. Znalazł on dla prędkości szukanej wartość 12^{m} z prawdopodobnym błędem, w tę lub w ową stronę, do trzech kilometrów. Prędkość ruchu Słońca zawartaby więc była między 9 a 15^{km}, czyli między trzecią częścią a połową prędkości obiegu Ziemi gdy tymczasem O. Struve i L. Struve, znaleźli dwie trzecie tej prędkości, wprowadzając wprawdzie hypotetyczne wartości oddalenia gwiazd od Ziemi. Ilość gwiazd, wyzyskanych przez Vogla,— czterdzieści — jest jeszcze zbyt szczupła, abyśmy mogli uważać rezultat jego za ostateczny; zaznaczmy nadto, że obserwacje są bardzo subtelne.

Zauważyć należy, że rozbiór widmowy daje prędkość gwiazdy w linji widzenia, wyrażoną w kilometrach, bez względu na to, jaką jest jej odległość od Słońca. Gdy jednak gwiazda jest zbyt od-

legła, blask jej jest bardzo słaby, obserwowanie widmowe staje się trudnym, i z tego względu bardzo jest ważnym korzystanie z możliwie potężnych lunet. Metoda astronomiczna nie dostarcza samej prędkości gwiazdy, lecz jej składową styczną do kuli niebieskiej; nie otrzymuje się nawet tej składowej, lecz kąt, pod jakim ją widzi obserwator; tak więc składową styczną można określić jedynie o tyle, o ile wiadoma jest odległość gwiazdy. Spektroskopja daje wartość w kilometrach składowej prędkości, normalnej do kuli niebieskiej. Metoda spektroskopowa posiada niezaprzeczoną wyższość nad astronomiczną; obie zresztą wzajem się popierają, dla tego mianowicie, że obie są potrzebne, aby otrzymać wielkość i kierunek pozornego ruchu gwiazdy.

W przyszłości zapewne spektroskopję pytać będziemy jedynie o wielkość prędkości Słońca; kierunku tej prędkości dostarczy zwykła astronomja [1] [2].

---

[1] Starano się już również o określenie tegoż kierunku za pomocą spektroskopji, lecz osiągnięte wyniki nie są zadawalające, albowiem nie oparto ich na dość licznych obserwacjach.

[2] Zupełnie świeżo (Astro-Physical Journal 1901, t. XIII) Campbell, nowy dyrektor Obserwatorjum Licka, ogłosił wyniki swych badań spektroskopowych, prowadzonych od r. 1896-go Zaobserwował on dokładnie ruchy w linji widzenia około *280 gwiazd.* Materjał ten wyzyskał Campbell wespół z W. H. Wrightem dla nowego wyliczenia *kierunku* oraz prędkości ruchu własnego Słońca. Rachunek ten dał: współrzędne apeksu AR = 277°,30′ ± 4°,8; D=19°,58′ ±5°,9; prędkość Słońca V=19,9±1,5 klm. (Przyp. Tłum.)

10. *Prędkość mgławic w linji widzenia.* Według dotychczasowych obserwacji żadna mgławica nie przesunęła się w sposób dostrzegalny na kuli niebieskiej. Wynika stąd, że roczne paralaksy mgławic, a zatym i ich odległości, zupełnie są niewiadome. Odległości te są prawdopodobnie bardzo wielkie, jakkolwiek zauważyć należy, że obserwacje mgławic o konturze dość niewyraźnym mogły dotychczas przeoczyć małe przesunięcia. Keeler, astronom Obserwatorjum Licka (Kalifornja) [zmarły w roku ubiegłym, *Tłum.*], zdołał określić w latach 1890—91 prędkości w linji widzenia 14 mgławic nierozwiązalnych, wśród których znajduje się piękna mgławica Orjona, drogą pomiaru niewielkich przesunięć dwu jasnych linji tych mgławic. Po wprowadzeniu poprawek, wynikających z ruchu obiegowego Ziemi, otrzymał on następujące prędkości w linji widzenia 14-u mgławic, odniesionych do Słońca:

km.	km.
+ 18	+ 48
— 10	— 17
+ 6	— 5
— 34	+ 41
— 51	— 50
— 65	+ 10
— 10	— 11

Źródłem tych prędkości są ruchy szczególne mgławic, oraz ruch Słońca. Znak + oznacza, że mgławica oddala się od Słońca, znak —, że się doń przybliża. Można wyprowadzić stąd prędkość ruchu własnego Słońca, licząc na to, że owe 14 prędkości szczególnych mgławic skompensują się wza-

jemnie, jako zwrócone w najrozmaisze strony. Przeprowadzając rachunek, przypuściliśmy, że znamy apeks ruchu własnego Słońca, idzie zaś jedynie o określenie prędkości tego ruchu; znaleźliśmy 15 kilometrów, wynik mało różniący się od wyniku, otrzymanego przez Vogla z rozważania prędkości w linji widzenia pewnej ilości gwiazd. Oczywista, że 14 mgławic jest ilością zbyt szczupłą, aby powyższa prędkość posiadała cechę pewności; niemniej przecież ta zgodność liczebna jest faktem ciekawym.

W każdym razie widzimy, że prędkości w linji widzenia rozważanych mgławic są tego samego rzędu wielkości, co takież prędkości gwiazd, a musi to się stosować również do prędkości stycznych. Wpływ tych ostatnich prędkości na położenie mgławic stanie się z czasem uczuwalnym i pozwoli w ten sposób zdobyć pojęcie o ich od nas odległości.

11. *Rozważania ogólne.* Dokładne obserwacje gwiazd od czasu Bradleya, czyli w ciągu półtora stulecia, okazują, że (pomijając dwa zaznaczone już wyjątki), ruchy własne gwiazd uważać można dotychczas za prostodrożne i jednostajne; za takiż sam należy więc uważać ruch Słońca, nieprawidłowości bowiem tego ruchu ujawniłyby się w ruchach pozornych gwiazd. Wobec tego, że drogi nie wykazały jeszcze żadnej krzywizny, nie można jeszcze mówić o jakimś środku atrakcji, jak np. „Centralne Słońce" Mädlera, dokoła którego ciążyłyby wszystkie gwiazdy.

Możnaby jedynie usiłować odgadnąć ugrupowanie szczególnych prędkości gwiazd, ze względu na wielkość oraz kierunek, na podstawie położeń,

zajmowanych przez te gwiazdy w przestrzeni. Pewne jest, że w rozległych grupach ruchy własne gwiazd posiadają cechy podobieństwa, których nie można położyć na karb trafu; tak np., w gromadzie Plejad, ruchy własne gwiazd posiadają prawie jednakową wielkość i kierunek, a przecież gwiazdy oddzielone są wzajem odległościami znacznie większemi, niż składowe gwiazd podwójnych. Gromada Hyad, położona również w gwiazdozbiorze Byka, przedstawia analogiczne zjawisko; gwiazdy o wzajemnej odległości kątowej, większej niż 3°, posiadają prawie jednakowe ruchy własne.

Ta sama zależność zdaje się zachodzić między kilku gwiazdami, bardziej jeszcze oddalonemi, a należącemi do jednej konstelacji. Lecz podział ogółu gwiazd na grupy takie, iżby w każdej z nich ruch własny był przybliżenie jednakowy i zmieniał się przy przejściu z jednej grupy do drugiej w sposób ciągły — przekracza zakres możności Astronomji dzisiejszej.

Różni astronomowie, zpośród których wymienimy Van de Sande Bakhuyzena, podzielili gwiazdy o znanych obecnie ruchach własnych na kilka rodzin, jużto według ich położenia (np. gwiazdy, należące do mlecznej drogi, i gwiazdy, poza nią leżące) już to według chemicznego ich składu, ujawnionego przez rozbiór widmowy,—i starali się zbadać, czy różne te rodziny dają ten sam apeks. Gdyby apeksy były wyraźnie różne, możnaby wnieść, że prędkość średnia gwiazd zmienia się przy przejściu od jednej grupy do drugiej. Jakoż, stwierdzamy różnice, nie dosyć wszakże wydatne, aby oprzeć na nich można było jakieś pewne wnioski.

Nie będzie, być może, bezpożyteczne, zakończyć ten Szkic wstępem do ciekawej książki p. t. *Układ świata Lamberta, wyłożony przez Mériana* (1784).

„Chcielibyśmy, gdyby to było możliwym, odkryć plan Wszechświata oraz środki, któremi posługiwał się wieczny Budowniczy przy wykonaniu wspaniałego tego dzieła. Rozpoczniemy od kontemplacji układu, do którego należymy, a którego środkiem jest nasze Słońce. Stąd puścimy się ku owym niezliczonym słońcom i światom, rozsianym w ogromie przestrzeni.

„Czyż jednak siły ludzkiego umysłu sięgają tak daleko? I jakież to zasady kierować nami mogą w tych badaniach? Pierwsza, jaka się nastręcza, zaczerpnięta jest z przyczyn celowych...

„Oprzemy się z drugiej strony na ogólnych prawach ruchu, których wyniki są wszędzie jednakowe, i których wpływ rozciąga się aż do ostatnich granic materji.

„Kroczyć będziemy następnie w świetle pochodni doświadczenia, radząc sią starannie dostrzeżeń, złożonych w Archiwach Astronomji.

„Nakoniec, aby wypełnić braki, weźmiemy od analogji mogące się ostać przypuszczenia, których sprawdzenie za pomocą nowych obserwacji pozostawimy potomności; obserwacje te stwierdzą naszą teorję, jeżeli przypuszczenia nasze były trafne, i zbliżać ją będą coraz bardziej do pewności.

„Oto wszystko, do czego rościć sobie mogą prawo istoty słabe i ograniczone, zajmujące jeden punkt i trwające chwilę, w ogromnym tym gmachu, zbudowanym na wieczność."

I my usiłujemy odkryć plan wszechświata. Poprzednicy nasi nagromadzili materjały cenne, lecz niewystarczające dla zamierzonego celu. Powinniśmy przygotować inne jeszcze dla astronomów

przyszłości, a przekażemy im w puściźnie skarb prawdziwy, jeśli im pozostawimy fotograficzną Mapę Nieba. [1])



[1]) Fotograficzna Mapa Nieba, której sporządzenie postanowiono na Konferencji międzynarodowej, zwołanej do Paryża w 1887 r. za inicjatywą admirała Mouchez, będzie owocem zorganizowanej wspólnej pracy licznych Obserwatorjów. Niemałe zasługi przy pracy nad nią położył sam Tisserand. Główna Mapa obejmie około 30 miljonów gwiazd do 14-ej wielkości; prócz tego mapa dodatkowa odtworzy gwiazdy do 11-ej wielkości i posłuży do ułożenia Katalogu 2—3 miljonów gwiazd.

Pierwsza znakomicie ułatwi, między innemi, obserwowanie pojawienia się i znikania gwiazd, zmian blasku, ruchów solidarnych gwiazd w pewnych obszarach przestrzeni. Druga pozwoli na ścisłe określanie położeń względnych, w odniesieniu do zawartych w niej gwiazd, innych ciał niebieskich, jak komet i asteroid; nadto posunie ona naprzód badanie ruchów własnych gwiazd a więc i ruchu w przestrzeni układu słonecznego.

Są to atoli tylko najgłówniejsze z pośród licznych, a w części dziś nieprzewidzialnych wyników posiadania tak dokładnej mapy. Ostatnia Konferencja międzynarodowa, odbyta w Paryżu w lipcu 1900 r, stwierdziła, że z 18 Obserwatorjów, które podzieliły między siebie pracę odfotografowania nieba, 15 pracą tą mogło się zająć; Obserwatorja te, rozsiane na obu półkulach, mają już gotowych,

z ogólnej liczby 18 058 klisz,—15 015; reszta będzie też wkrótce skończona.

Na miejsce trzech Obserwatorjów, które nie dopisały, znalazły się już trzy inne, możemy więc uważać za rzecz pewną, że dzieło, którego ukończenie wydawało się z początku bardzo wątpliwym, wkrótce w całości będzie gotowe.

Zuchwalstwem byłoby chcieć zdobyć podobne bogactwa drogą obserwacji bezpośrednich, południkowych; połączone wysiłki astronomów całego świata w ciągu długich stuleci nie podołałyby takiemu zadaniu.

(Przyp. Tłum.).

SPIS RZECZY.

